

Star Formation Mechanisms in Luminous Compact Blue Galaxies

Integral Field Spectroscopy Study of Local LCBGs



Mecanismo de Formación Estelar en Galaxias Luminosas Compactas Azules

Estudio Espectroscópico de Campo Integral
de Galaxias Luminosas Compactas Azules Locales

Francisco Ocaña González

fog@astrax.fis.ucm.es

Trabajo de Fin de Máster y Trabajo de Iniciación a la Investigación (24 créditos)
Máster Interuniversitario en Astrofísica

Directores: Profs. África Castillo Morales (acasmor@fis.ucm.es)
& Jesús Gallego Maestro (j.gallego@fis.ucm.es)

Dpto. de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera
Universidad Complutense de Madrid

Madrid - 21 de septiembre de 2012

Convocatoria: septiembre de 2012

Calificación: 9,5

Keywords: galaxy, integral field spectroscopy, star formation, extinction, metallicity, star formation rate, LCBG, star population synthesis.

Palabras clave: galaxia, espectroscopía integral de campo, formación estelar, extinción, metalicidad, tasa de formación estelar, galaxia luminosa compacta azul, síntesis de poblaciones estelares.

Resumen

Las galaxias luminosas compactas azules (LCBGs) son galaxias *starburst*, el extremo más brillante de la nube azul. A $z = 1$ eran muy abundantes y responsables de una buena parte de la formación de estelar de aquella época. Mientras que en el universo local son mucho menos numerosas, siendo la población que más ha cambiado desde entonces. En este trabajo se analizan 3 LCBGs locales con la técnica de espectroscopía bidimensional en el rango espectral visible y se estudian las propiedades del gas en emisión. A partir de los espectros reducidos y corregidos de extinción estelar, generamos mapas de flujos de líneas de emisión así como de otras propiedades físicas (extinción, mecanismo de excitación y metalicidad del gas, tasa de formación estelar...). Al mismo tiempo seleccionamos diferentes regiones para llevar a cabo un análisis más detallado determinando la extinción, mecanismo de excitación y metalicidad del gas, la tasa de formación estelar así como el número de estrellas Wolf-Rayet.

A la vista de todas las propiedades derivadas en este trabajo se concluye que bajo el nombre de LCBGs se encuentra una categoría muy heterogénea, resultado de una casuística muy amplia pero con unas propiedades observacionales bien definidas. MRK538 es una gran espiral con formación estelar espoleada por una interacción con NGC7714. Mientras que UCM2250+2427 es también un espiral que sin necesidad de ninguna interacción (en el presente) tiene una alta tasa de formación estelar en las estructuras de su disco en rotación. En cambio para UCM1648+2855 no hemos identificado ningún mecanismo como el principal responsable de la formación estelar siendo por tanto el objeto de mayor interés en este trabajo.

Abstract

Luminous Compact Blue Galaxies (LCBGs) are *starburst* galaxies, the most bright ones in the blue cloud. At $z = 1$ they were very numerous and responsible for a large proportion of the star formation at that time. Whilst in the local universe they are less common, being the population that have changed the most ever since. This work analyses 3 local LCBGs with the bidimensional spectroscopy technique in the optical spectral range and studies the properties of the gas in emission. Based on the reduced and extinction-corrected spectra, we generate maps of emission line fluxes as well as other physical properties (gas extinction, excitation mechanism and metallicity, star formation rate...). While different regions are selected to carry out a more detailed analysis on them, by determining the gas extinction, excitation mechanism and metallicity, star formation rate and the number of Wolf-Rayet stars.

In the light of all the properties and fluxes measured it is therefore concluded that under the name of LCBGs there is a very heterogeneous category, as a result of the various casuistry, but with well-defined observational parameters. MRK538 is a large spiral with the star formation triggered by the interaction with NGC7714. Whereas UCM2250+2427 is also a large spiral that has a high star formation rate in the rotating-disc structures with no need for any interaction (in the present) to explain the observed values. However for UCM1648+2855 we have not identified any mechanism responsible for the star formation, being this object the most interesting one in this work.

Índice

1. Introducción	4
1.1. Motivación y objetivos científicos	5
2. Datos: observación y reducción	6
2.1. Selección de la muestra	6
2.2. Observación con PPAK	8
2.3. Reducción	9
2.3.1. Refracción atmosférica diferencial (DAR)	9
2.3.2. Calibración absoluta	10
3. Análisis	11
3.1. Corrección de absorción estelar	12
3.1.1. Método del ajuste doble gaussiana	12
3.1.2. Método de síntesis de poblaciones estelares	14
3.2. Flujos de líneas de emisión	17
3.3. Generación de mapas	18
3.4. Selección de regiones	18
4. Resultados	20
4.1. Extinción	20
4.2. Tasas de formación estelar	21
4.3. Mecanismo de excitación	23
4.4. Metalicidad	24
4.5. Población estrellas Wolf-Rayet	27
5. Conclusiones	29
5.1. UCM1648+2855	29
5.2. UCM2250+2427	29
5.3. MRK538	29
5.4. Conclusiones globales	29
6. Trabajo futuro y comentarios del autor	30

1. Introducción

Las Galaxias Luminosas Compactas Azules (LCBGs, del inglés Luminous Compact Blue Galaxies) son sistemas "starburst", es decir, con una alta densidad superficial de formación estelar en comparación con las galaxias normales. Su interés radica en que dominan la densidad numérica de las galaxias seleccionadas ópticamente a desplazamiento al rojo de ~ 1 [Ferguson et al., 2004]. Desde el punto de vista cosmológico se especula con que las galaxias LCBGs podrían ser la contrapartida de baja masa de la población de galaxias con formación estelar a $z \sim 3$ incluyendo las galaxias Lyman Break [Steidel et al., 1996].

En los diagramas color-magnitud (CMD) las LCBGs se encuentran en el extremo más brillante de la nube azul. Los modelos actuales intentan explicar el truncamiento de la nube azul observado a $M_* = 3 \cdot 10^{10} M_\odot$ y que la fracción de galaxias en la secuencia roja decrezca con el desplazamiento al rojo siendo despreciable el número de galaxias a $z \sim 1,5$. Las LCBGs son los laboratorios ideales para identificar los procesos que detuvieron el crecimiento de las galaxias azules, y que dieron lugar a la población paulatina de la secuencia roja [Cattaneo et al., 2006].

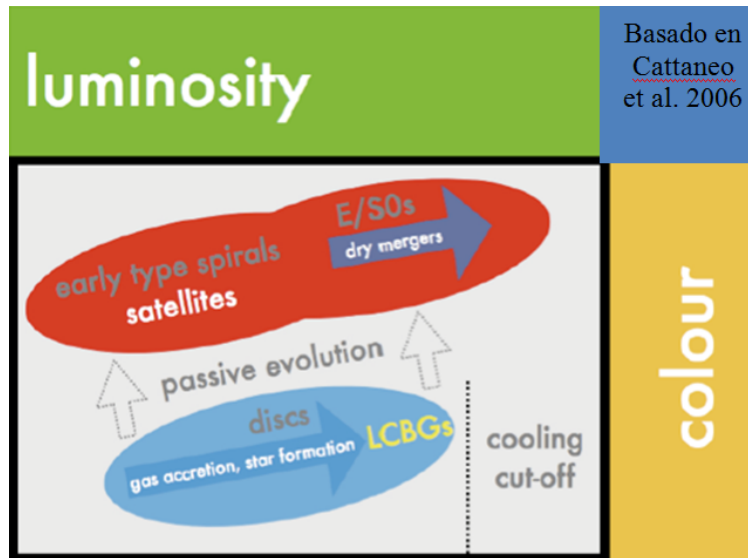


Figura 1: Diagrama color-magnitud que muestra la relevancia de las LCBGs en la formación de la secuencia roja. Diagrama publicado en la tesis de Pérez-Gallego (adaptado de [Cattaneo et al., 2006]).

Diferentes trabajos han señalado la importancia de las LCBGs a lo largo del tiempo [Werk et al., 2004], [Guzman et al., 1997]. Actualmente sabemos que estas galaxias son las que más contribuyen en la evolución de las galaxias azules con luminosidad L^* en los últimos $8 \cdot 10^9$ años [Lilly et al., 1998], [Melbourne et al., 2007]. Además estas galaxias contribuyeron en gran medida al aumento observado de la densidad de la tasa de formación estelar en el Universo desde $z = 0$ hasta $z \sim 1,5$ [Guzman et al., 1997], [Noeske et al., 2007], [Vergani et al., 2007].

Las LCBGs son un conjunto de galaxias i) morfológicamente heterogénea ii) con SFR en el rango $10 - 20 M_\odot/yr$, iii) con una anchura de velocidad en el rango 30-120 km/s, iv) son galaxias compactas con radios efectivos en el rango 2 - 5 kpc y v) tienen metalicidad baja comparada con la metalicidad solar. El 60% están clasificadas como *HII-like*, similares a las galaxias jóvenes y luminosas que presentan regiones HII de formación estelar en la actualidad. El otro 40% son galaxias con brotes de formación estelar nucleares y morfología de disco espiral, por lo que se clasifican como *SBN-like* [Phillips et al., 1997], [Guzman et al., 1997].

En el Universo local se observa un número muy pequeño de LCBGs respecto a desplazamientos al rojo intermedios, lo que nos plantea el interrogante acerca de su evolución en los últimos 10^{10} años. Se presentan dos posibles escenarios, no excluyentes entre sí. En uno de ellos las galaxias LCBGs serían los progenito-

res de las galaxias esferoidales actuales de baja masa ($M_* < 10^{10} M_\odot$) o de las galaxias elípticas enanas cuyas propiedades según los modelos evolutivos se corresponderían con una galaxia LCBG típica después de una evolución de 4-6 Gyr mostrando una metalicidad baja [Koo et al., 1994], [Guzmán et al., 1998], [Noeske et al., 2006]. En un segundo escenario las galaxias LCBGs serían los progenitores de la componente esferoidal las galaxias con disco actuales, es decir, de las galaxias espirales pequeñas actuales, con masa ($M > 10^{10} M_\odot$) mayor que la masa virial y cuya luminosidad está dominada por un brote central intenso de formación estelar [Phillips et al., 1997], [Hammer et al., 2001], [Puech et al., 2006]. Este segundo escenario predice metalicidades mayores que las observadas en las galaxias enanas locales [Kobulnicky & Zaritsky, 1999]. La determinación de propiedades fundamentales como la masa y la metalicidad en las galaxias LCBGs nos ayudará a entender los mecanismos que hacen que estas galaxias evolucionen en uno u otro escenario. El objetivo por tanto, para entender la evolución de las galaxias se centra en la determinación de la evolución de cantidades como la masa dinámica, el contenido estelar, la tasa de formación estelar y la abundancia de elementos pesados.

En este trabajo se ha abordado el estudio de las propiedades físicas de 3 galaxias clasificadas como LCBG, tomadas de una muestra de 22 LCBGs locales [Pérez-Gallego et al., 2010]. Para llevar a cabo este estudio hemos usado la técnica de Espectroscopía de Campo Integral o Espectroscopía Bidimensional. De esta manera se pueden estudiar en detalle las propiedades físicas del gas de estas galaxias cercanas, con el objetivo último de tenerlas como referencia y poder relacionarlas con las LCBGs más lejanas, que aún no pueden estudiarse con estas técnicas (igual que se ha hecho con, por ejemplo, galaxias U/LIRGs [Arribas et al., 2012]).

Nota: En este documento se trabaja con la hipótesis de Universo plano con $\Omega = 0,73$, $\Lambda = 0,27$, y $h = 0,73$. Se emplean las unidades habituales en astrofísica (sistema cgs): intensidad o flujo $[F] = \text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, luminosidad $[L] = \text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$, masa M_\odot .

1.1. Motivación y objetivos científicos

La motivación última de este trabajo es poder enlazar el Universo local con el más distante entendiendo su evolución. Las LCBGs son un buen banco de pruebas ya que están en la parte de la función de luminosidad que más ha variado desde $z \sim 1,5$, cuando el extremo masivo de la nube azul estaba superpoblado de este tipo de objetos. En la actualidad las LCBGs son escasas, pero su cercanía nos permite estudiar con detalle y con resolución espacial sus propiedades. En su análisis buscamos identificar el mecanismo que activa la formación estelar en estas galaxias. Alrededor de un 45 % las LCBGs tienen compañera [Pérez-Gallego et al., 2011], pero otras necesitan de otra explicación satisfactoria para sus enormes brotes de formación estelar. Esto es de gran interés cosmológico dada la gran contribución de las LCBGs a la densidad de tasa de formación estelar, y a su descenso a lo largo de los últimos miles de millones de años, a la par que el número de LCBGs.

Este trabajo forma parte de un proyecto en desarrollo llevado a cabo entre la Universidad de Florida (UF) y la Universidad Complutense de Madrid. Primero se hizo una selección de la muestra de los catálogos UCM y Sloan, y posteriormente se observaron los objetos con el instrumento PPAK/PMAS desde Calar Alto (CAHA).

El estudio cinemático del gas ha sido realizado por [Pérez-Gallego et al., 2011], donde se ha clasificado la muestra de galaxias atendiendo a los mapas de velocidad y de dispersión en velocidad obtenidos. Como resultado se encuentran un 24 % con cinemática compleja (CK), un 28 % de rotadores perturbados (PR) y un 48 % se clasifican como discos rotantes (RD).

El objetivo básico del trabajo es el análisis detallado de una muestra representativa de los 3 tipos cinemáticos. En concreto se han analizado las propiedades del gas como son metalicidad, extinción, tasa de formación estelar... y el análisis preliminar de las poblaciones estelares. El objetivo final es el diagnóstico del mecanismo que desencadena la formación estelar, especialmente en el 55 % de LCBGs que no tienen compañera.

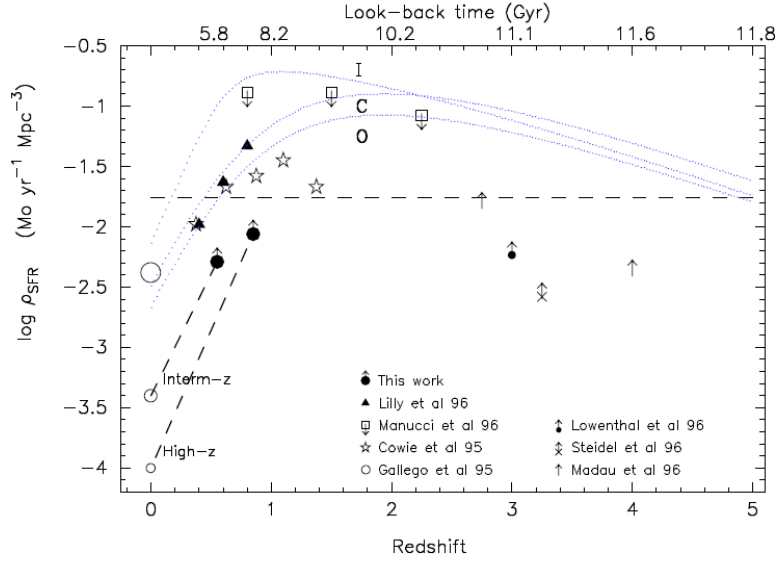


Figura 2: Diagrama de Madau (densidad de la tasa de formación estelar a lo largo del tiempo) muestra que la contribución de las LCBGs al aumento entre $z = 2$ y $z = 1$ es del $\sim 30\%$ [Guzman et al., 1997].

Agradecimientos

El autor quiere agradecer a todas aquellas personas que han colaborado de una manera u otra a la realización de este trabajo, especialmente a los directores del trabajo África Castillo y Jesús Gallego por todo lo que le han enseñado. Sin olvidar a mis compañeros de despacho por su inpagable y constante ayuda.

Gracias también a todos los autores de los programas empleados para el análisis, especialmente a África Castillo, Armando Gil de Paz, Patricia Sánchez-Blázquez, Fabián Rosales y Sebastián Sánchez.

2. Datos: observación y reducción

2.1. Selección de la muestra

La muestra se componen de 3 galaxias procedentes de la selección de 22 LCBGs locales de [Pérez-Gallego et al., 2011] de entre los catálogos de Sloan (DR4 [Adelman-McCarthy et al., 2006]) y del catálogo UCM [Zamorano et al., 1994]. Dichas 22 se seleccionaron atendiendo a criterios observacionales que permitiesen comparar las LCBGs cercanas con las galaxias starburst más lejanas observadas por el Hubble [Pisano et al., 2001], [Garland et al., 2004]. Estos criterios son: (i) magnitud absoluta en el azul $M_B < -18,5$; (ii) brillo superficial efectivo $SB_e < 21 \text{ mag/arcsec}^2$; y (iii) color *rest-frame* $B - V < 0,6$.

El autor ha seleccionado (ver tabla 1) una submuestra representativa de los 3 tipos cinemáticos: MRK 538 (RD, de *rotating disk*); UCM1648+2855 (PR, de *perturbed rotator*; y UCM2250+2427 (CK, de *complex kinematics* (véanse propiedades cinemáticas en la tabla 2). Los tipos PR y CK se pueden relacionar con interacciones [Pérez-Gallego et al., 2011], por ello hemos elegido dos galaxias sin compañera: UCM1648+2855 y UCM2250+2427 respectivamente. Mientras que los RD suelen ser objetos no perturbados, y hemos seleccionado a MRK 538 en clara interacción con NGC 7714.

Nombre	Otros nombres	AR(2000)	DEC(2000)	z	d_a (Mpc)	M(B) mag	m(b) mag	SB_e mag arcsec ⁻²	B-V mag	R_e arcsec	R_e kpc
MRK 538	NGC 7714, Arp 284	23h36m14.1s	+02d09m19s	0.009333	39.7	-20.10	13.00	20.00	0.40	14.3	2.7
UCM 1648+2855	MRK 1108	16h50m47.9s	+28d50m45s	0.032969	134.6	-20.32	15.69	20.32	0.26	3.9	2.4
UCM 2250+2427	MRK 309, IV Zw 121	22h52m34.7s	+24d43m50s	0.042149	171.6	-21.59	15.40	20.23	0.40	3.8	3.1
media 22 galaxias				0.0189	78	-19.70	14.76	20.30	0.40	6.0	2.16
desv. estándar 22 galaxias				± 0.0019	± 8	± 0.20	± 0.20	± 0.11	± 0.02	± 0.6	± 0.25

Tabla 1: Datos básicos de las tres galaxias de este trabajo. Se incluyen los valores medios de la muestra de 22 galaxias, para poner de manifiesto su representatividad. Adaptada de [Pérez-Gallego et al., 2010]. De acuerdo a los catálogos SDSS y UCM, los errores típicos en las propiedades son ± 0.00025 para z , ± 0.1 Mpc para d_a , ± 0.10 mag en $M(B)$, ± 0.05 mag en $m(b)$, ± 0.10 B-mag arcsec⁻² en SB_e , ± 0.07 dex para $B - V$, y ± 0.3 arcsec o ± 0.2 kpc en R_e .

Nombre	$v_{rot}/seni$ ($km s^{-1}$)	AP (grados)	M_{din} $10^9 M_{\odot}$	σ ($km s^{-1}$)	Tipo	Compañera	Clase
MRK 538	98	45	6.03 ± 0.75	75	Sb	Sí	RD
UCM 1648+2855		47	Sa	...	PR
UCM 2250+2427		88	Sa	...	CK

Tabla 2: Cinemática y morfología de las 3 galaxias seleccionadas. Adaptada de [Pérez-Gallego et al., 2010]. Los tipos PR y CK se han asociado a interacciones, y por ello se han escogido aquellas sin compañera. NGC 7714 es sin embargo una RD con interacción.

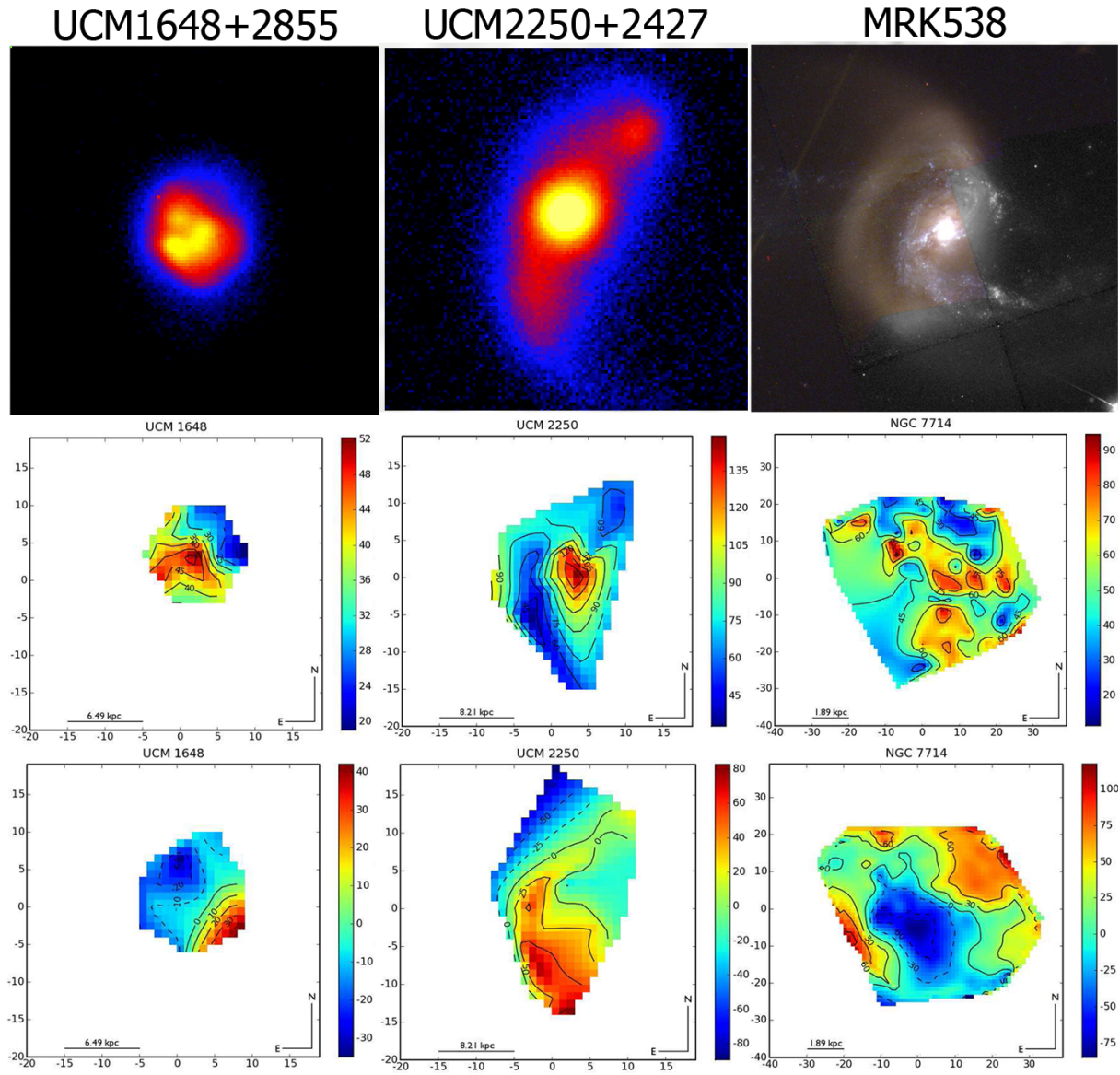


Figura 3: Arriba: imagen en banda ancha (B) o composición en color del HST; centro: mapa de dispersión en velocidad y abajo: mapa de velocidad, de las tres galaxias: UCM1648+2855, UCM2250+2427 y MRK538 de izquierda a derecha [Pérez-Gallego et al., 2011].

2.2. Observación con PPAK

La muestra fue observada con el instrumento PMAS en el modo PPAK [Kelz et al., 2006] en el telescopio de 3,5m del CAHA. PPAK es una unidad de campo integral (IFU) que consta de 331 fibras de ciencia con un diámetro de 2,7 segundos de arco cada una. Están distribuidas en un campo de visión hexagonal de $74 \times 65 \text{ arcsec}^2$. El instrumento cuenta con otras 15 fibras de calibración iluminadas por una lámpara de ThAr, y 36 fibras de cielo a 80 segundos de arco del centro del campo de visión.

La observación de los 3 objetos se llevó a cabo en dos campañas entre 2005 y 2006 (ver tabla 3, por la colaboración UCM-UF). La técnica empleada fue de 'dithering' para cubrir los pequeños huecos existentes entre las fibras. Consiste en repetir las observaciones de un objeto con pequeños desplazamientos entre apuntados, con lo que se mejora la cobertura y resolución espaciales.

Nombre	V300				V1200			
	Run	t exposición			Run	t exposición		
		d1(s)	d2(s)	d3(s)		d1(s)	d2(s)	d3(s)
UCM 1648	64	990	990	990	56	3600	3600	3600
UCM 2250	64	990	990	990	64	10800
NGC 7714	47	990	990	990	47	2700	2700	2700

Tabla 3: Datos observación de las 3 galaxias. Son los tiempos de exposición totales por cada uno de los dithering ($d1$, $d2$, $d3$). Los desplazamientos respecto al origen para cada dithering $d1:(0.00, 0.00)$, $d2: (+1.56, +0.78)$, y $d3: (+1.56, -0.78)$. Run 47: del 08/08/05 al 14/08/05; Run 56: del 04/17/06 al 04/23/06; Run 64: del 28/07/06 al 03/08/06. Adaptada de [Pérez-Gallego et al., 2011].

Se emplearon dos configuraciones espectrales diferentes. Una de baja resolución con un red de difracción de $300 \text{ líneas} \cdot \text{mm}^{-1}$ (V300), que centrada en 5316\AA cubre el rango de 3600 a 7000\AA . Esta configuración tiene una resolución espectral nominal de $10,7\text{\AA}$ FWHM ($\sigma \sim 255 \text{ kms}^{-1}$ en el centro de la banda) e incluye desde $[OII]\lambda 3727$ a $H\alpha$ para todas las galaxias. Se tomaron 3 exposiciones de 330s en cada una de las 3 posiciones de dithering para sumar un tiempo total de exposición de 2970s por objeto.

La configuración de mayor resolución empleaba una red de $1200 \text{ líneas} \cdot \text{mm}^{-1}$ (V1200) centrada en 5040\AA . Tiene una resolución espectral nominal de $2,78\text{\AA}$ FWHM ($\sigma \sim 70 \text{ kms}^{-1}$ en el centro del rango espectral) y cubre de 4669 a 5400\AA , incluyendo $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ para todas las galaxias.

2.3. Reducción

Cada imagen CCD tomada por el instrumento consta de 382 espectros dispersados en el eje x y repartidos en el eje y. Estos datos son reducidos usando las rutinas de reducción para IFS estándares: R3D [Sánchez, 2006] y E3D [Sánchez, 2004]. Los detalles del proceso de reducción se pueden encontrar en [Castillo-Morales et al., 2011] y [Pérez-Gallego et al., 2011].

El producto de partida contiene 3×331 espectros procedentes de los 3 apuntados. La localización de los espectros en el cielo viene dada por una tabla de posiciones donde se relaciona cada espectro con su fila correspondiente. El primer paso sobre este producto de partida es combinar los 3 dithering para aprovechar su mayor cobertura y resolución espaciales. El campo cubierto por los 3 apuntados se tesela usando 1 arcsec/píxel y normaliza (ver figura 4), sin que exista interpolación pues el factor de llenado es 1. El píxel resultante es de $1 \times 1 \text{ arcsec}^2$. Cada una de las fibras (el elemento de resolución espacial original) es muestreado por aproximadamente $3 \times 3 \text{ pixel}^2$. Este valor está por debajo del sobremuestreo [Sánchez, 2006], que podría introducir artefactos. En total son 72×63 píxeles, lo que hace un total de 4536 espectros por galaxia.

2.3.1. Refracción atmosférica diferencial (DAR)

La atmósfera tienen un índice de refracción que es función de la longitud de onda, de manera que la refracción atmosférica es un proceso que desplaza la posición aparente respecto a la real de manera diferencial. El autor ha completado el proceso de reducción de los cubos de datos de las 3 galaxias aplicando esta corrección (llamada DAR por sus siglas en inglés) de manera empírica, haciendo el trazado en la dimensión espectral de alguna región compacta (i.e., estrella, núcleo de la galaxia, región HII...). El autor ha comprobado que los resultados coinciden con un modelo teórico [Filippenko, 1982] que emplea una aproximación de atmósfera esférica para el cálculo del DAR [Green, 1985], donde el índice de refracción depende de propiedades atmosféricas [Owens, 1967]. Gracias al archivo meteorológico de CAHA se puede acceder a todos los datos necesarios.

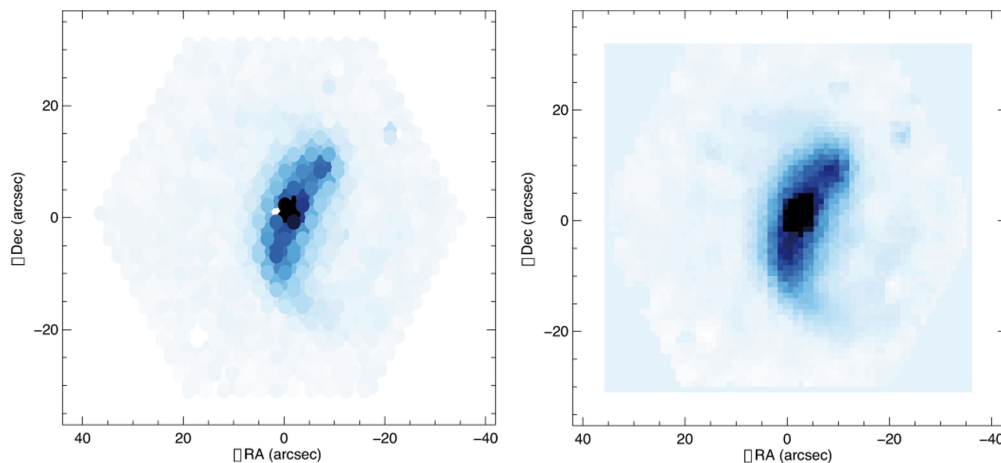


Figura 4: Izquierda: combinación de los apuntados. Se muestra como se consigue alcanzar un factor de llenado 1. Derecha: mapa resultado del teselado y normalizado.

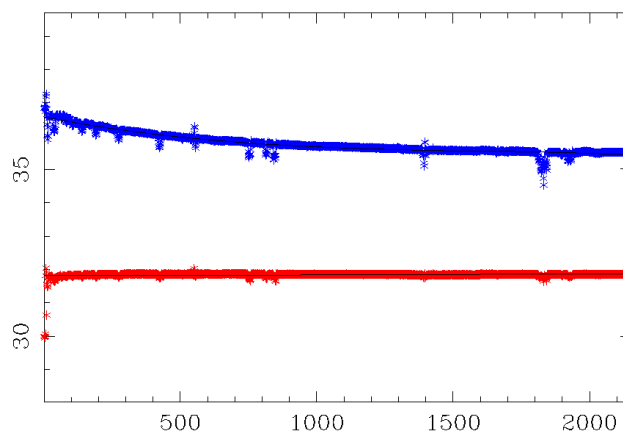


Figura 5: Trazado por software de la posición (coordenada x en azul, coordenada y en rojo) de una región compacta a lo largo del rango de longitud de onda (abscisas, en píxeles) del espectro para MRK538 en la configuración V300.

Para los cubos de datos observados con la configuración V1200 este efecto es despreciable en todo caso debido a su menor rango espectral. Para el caso de la configuración espectral V300 la corrección de DAR es considerablemente inferior a 1 segundo de arco para UCM1648+2855 y UCM2250+2427. Dado que la resolución empleada es de 1 segundo de arco, se ha desestimado el uso de esta corrección que podría ser fuente de incertidumbres mayores.

En el caso de MRK538 sí se ha aplicado esta corrección DAR pues su valor es similar al del tamaño del píxel 4. Esto se debe a que se observó con valor de masa de aire 1,3, frente al 1,1 de las otras dos.

2.3.2. Calibración absoluta

La siguiente tarea del autor de este trabajo en la reducción ha sido la calibración absoluta en flujo de los cubos de datos tomados con la configuración espectral V300. Este paso es fundamental a la hora de poder determinar valores absolutos de luminosidad, tasas de formación estelar, etc. En el proceso de reducción se hizo una calibración relativa usando el flujo de una estrella observada a una masa de aire similar a la que se ha observado la galaxia. Esto permite corregir de extinción y de la sensibilidad del sistema. Para calibrar de manera absoluta necesitamos poder comparar con una imagen ya calibrada fotométricamente. Las imágenes empleadas proceden de los catálogos SDSS DR8 y UCM.

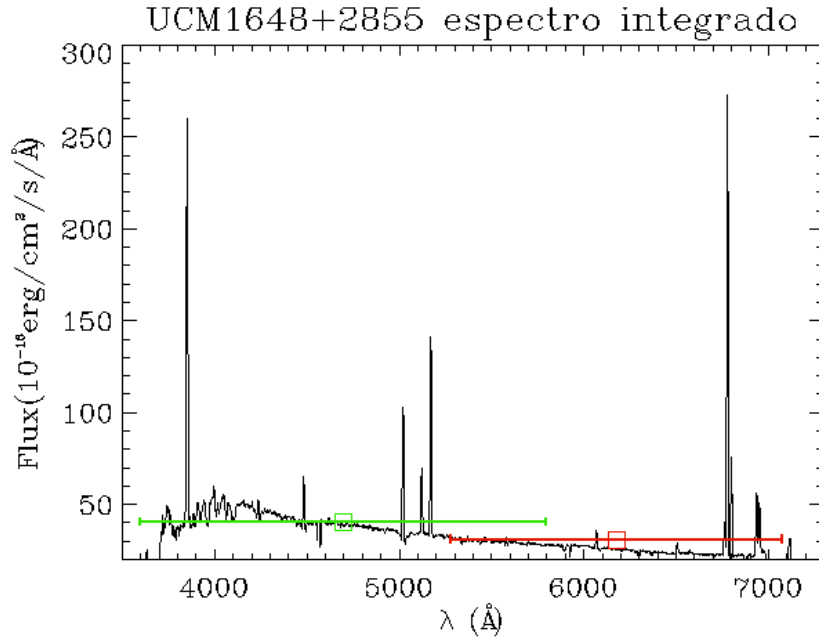


Figura 6: Espectro integrado, en una apertura de 24 segundos de arco, calibrado en flujo absoluto; y fotometría en la imagen Sloan en la misma apertura.

A partir de los cubos de datos de PPAK hacemos fotometría sintética. Se convolucionan cada espectro con la banda fotométrica con la que se tomó la imagen de referencia. De esta manera obtenemos imágenes PPAK sintéticas en diferentes bandas fotométricas. Para las galaxias UCM1648+2855 y MRK538 hemos usado las bandas g, r [Gunn et al., 1998] del catálogo *SDSS Data Release 8*. Son dos bandas anchas que se encuentran dentro del rango de observación con V300. A falta de estas imágenes, todas las galaxias UCM tienen imágenes en B de Johnson.

El objetivo final es obtener un factor de calibración que permita pasar de nuestras unidades arbitrarias a valores absolutos. Sobre la imagen calibrada y la imagen PPAK sintética se han aplicado diferentes aperturas fotométricas centradas en un mismo punto. Para este proceso se han empleado por un lado aperturas circulares de distintos radios, obteniéndose el valor definitivo como promedio. Y por otro lado aperturas anulares de distintos tamaños, determinando el valor como la pendiente de radio frente a flujo.

En UCM1648+2855 y MRK 538 los factores promedio usando bandas g y r de SDSS $\frac{PPAK}{SDSS}$ son 0,50 y 0,51 respectivamente. En UCM2250+2427 el factor $\frac{PPAK}{SDSS}$ es 0,49 empleando la banda B. Se ha estimado $\leq 15\%$ de error entre las bandas g y r. Las referencias fotométricas usadas tienen su error fotométrico propio, pero es despreciable (e.g., $< 4\%$ en SDSS).

3. Análisis

El análisis de los datos PPAK se ha realizado sobre el espectro de cada spaxel (en total 13608 espectros entre los 3 objetos). Para los procesos más exigentes en cuanto a tiempo de computación, se ha hecho una selección de regiones destacadas para un análisis en mayor profundidad de sus espectros. Esta selección se ha hecho a tenor de los mapas de distintas propiedades físicas (i.e., extinción, metalicidad, tasa de formación estelar, anchura equivalente de absorción en $H\beta$). Al combinar múltiples spaxeles se ha conseguido aumentar también la relación señal-ruido del espectro conjunto, frente al de cada uno por separado.

3.1. Corrección de absorción estelar

En los espectros galácticos observamos la superposición del espectro de emisión nebular y el procedente de las estrellas. Este espectro fotosférico en ocasiones cuenta con grandes absorciones en las líneas de Balmer procedentes de estrellas jóvenes o muy evolucionadas. Es fundamental corregir de esta absorción a la hora de calcular los flujos de las líneas de emisión, para poder determinar con precisión nuestro objetivo: las propiedades físicas de dicho gas en emisión.

Para ello hemos empleado la configuración de mayor resolución espectral (V1200 con un valor nominal de FWHM $2,1\text{\AA}$)¹, que permite observar con mayor claridad las alas de la líneas de la serie de Balmer en absorción. En concreto el rango cubierto en este modo de observación contiene a $H\beta$ para las 3 galaxias.

3.1.1. Método del ajuste doble gaussiana

Podemos resolver este problema haciendo un ajuste con dos modelos gaussianos (uno en emisión y otro en absorción). La absorción se ha determinado haciendo el ajuste en la línea $H\beta$ observada con la mayor resolución espectral. El ajuste spaxel a spaxel da lugar a un mapa de anchura equivalente en absorción de $H\beta$ (ver figura 8).

El ajuste de modelo doble lo llevamos a cabo con MCPCURVEFIT, una rutina de optimización de funciones por mínimos cuadrados no lineales, escrita en IDL. La función a ajustada contiene 9 parámetros libres (p):

$$f(p, \lambda) = p_0 + p_1\lambda + p_2\lambda^2 + p_5 \cdot e^{\frac{(\lambda-p_3)^2}{2 \cdot p_4^2}} + p_8 \cdot e^{\frac{(\lambda-p_6)^2}{2 \cdot p_7^2}}$$

donde los tres primeros sumandos describen el continuo con una función cuadrática: p_0 es la ordenada en el origen, p_1 es la pendiente, p_2 es el coeficiente cuadrático. El cuarto sumando es la función gaussiana en emisión: p_3 es la posición central en λ , p_4 es la anchura de la curva (siendo el $FWHM = 2 \cdot \sqrt{2 \ln 2} \cdot p_4 \sim 2,35 \cdot p_4$, y p_5 la amplitud. El quinto sumando es la función gaussiana para la absorción, con la misma identificación de parámetros.

Para cada galaxia, a diferente z , se determina el intervalo de ajuste que incluye toda la línea así como un rango libre de líneas donde evaluar el continuo. El ajuste se aplica en dicho intervalo en dos pasos. Primero se ha sumado la señal de todos los spaxeles de la galaxia, obteniéndose un espectro de alta relación señal ruido para determinar z y valores de los parámetros libres del ajuste que se utilizarán como valores iniciales para el segundo paso. Posteriormente se ajusta el espectro correspondiente a cada spaxel, siempre que su señal ruido del continuo sea superior a 3 y su valor medio positivo (para eliminar fibras con señal insuficiente o malas).

Para limitar el espacio paramétrico de soluciones el autor aplicó restricciones a los parámetros. Esto permite disminuir el tiempo de computación y obtener soluciones con significado físico. Definimos criterios científicos para las restricciones y valores iniciales de los parámetros:

- p_0 : valor inicial como la media del rango de ajuste menos la desviación estándar en él.
- p_1 y p_2 : con valores iniciales cero (continuo plano), y sin restricción.
- p_3 y p_6 : con valores iniciales $\lambda \cdot (1 + z)$, y habitualmente sin restricción. Se impone $p_3 = p_6$, ambas gaussianas centradas en la misma λ .
- p_4 y p_7 : con el valor del ajuste del espectro integrado de la galaxia como valores iniciales y limitado inferiormente por la resolución instrumental ($2,1\text{\AA}$) y en superiormente por el doble de su valor para el ajuste del espectro integrado de la galaxia. Se impone $p_4 = p_7$, misma anchura.

¹El valor nominal es FWHM $2,1\text{\AA}$ nuestro valor se ha medido en las líneas de lámparas de emisión.

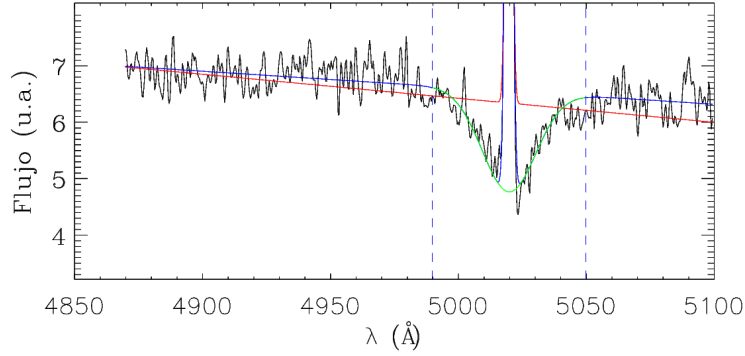


Figura 7: Ajuste de doble gaussiana en una zona con mucha absorción usando V1200 en UCM1648+2855. Rojo: ajuste con un solo modelo gaussiano en emisión. Azul: ajuste de dos modelos gaussianos más un continuo. Verde: sólo el modelo en absorción.

- p_5 : el valor inicial es la diferencia entre el máximo y el mínimo en el rango de ajuste. Restringido a valores positivos (en emisión).
- p_8 : el valor inicial es la diferencia entre el máximo y el mínimo en el rango de ajuste. Restringido a valores negativos (en absorción).

Los resultados obtenidos sobre la anchura equivalente en absorción de $H\beta$ los utilizamos para estimar los flujos $H\beta$ y $H\alpha$ corregidos de absorción estelar con V300. Aunque las observaciones con V300 y V1200 tuvieron el mismo apuntado para las galaxias UCM2250+2527 y MRK 538, no fue así para la galaxia UCM1649+2855. En esta galaxia tenemos que comprobar la correspondencia espacial entre los elementos en V300 y en V1200. Para ello sintetizamos mapas del continuo cercano a $H\beta$ empleando los cubos de datos correspondientes a ambas configuraciones espectrales.. Con la rutina `imexam` de Iraf se determinó el centroide de regiones compactas en ambas imágenes, y se calculó el desplazamiento medio entre ellas. Se alinearon ambas aplicando dicho desplazamiento. Realizado este proceso conocemos la anchura equivalente en absorción de $H\beta$ correspondiente a cada spaxel, lo que nos permite estimar el flujo de emisión de esta línea.

En las zonas con menores anchuras de absorción se corría el riesgo de forzar el ajuste de una doble gaussiana. Para ello se evaluaba la bondad del ajuste con el estadístico $\chi^2_{abs} - \chi^2_{abs+emision}$.

Para la línea $H\alpha$ se asumió una $EW(H\alpha) = EW(H\beta)$ de acuerdo a los resultados de los modelos estelares teóricos [Delgado et al., 2005] para las poblaciones esperables en nuestros objetos [Guzmán et al., 2003]. De hecho esto es válido en general para galaxias azules, donde el error de esta aproximación es inferior al 3% [McCall et al., 1985], [Calzetti et al., 1994].

Los resultados de anchura equivalente en absorción de $H\beta$ los utilizamos para corregidos de absorción estelar los flujos $H\beta$ y $H\alpha$ en el modo V300. La bondad del ajuste se ha comprobado usando espectros simulados: con una relación señal-ruido > 15 en el continuo el metodo es capaz de medir anchuras equivalentes en absorción $\leq 2,5\text{\AA}$ con incertidumbre relativa $< 15\%$; y para valores de anchura equivalente en absorción de $H\beta$ la incertidumbre relativa es $< 10\%$ [Castillo-Morales et al., 2011].

UCM1648+2855

Para UCM1648+2855 el mapa anchura equivalente en absorción de $H\beta$ muestra una zona (región SO) con $EW_{abs}(H\beta) \sim 5\text{\AA}$ superpuesta sobre un valor medio de $EW(H\beta) \sim 3\text{\AA}$ para el resto de la galaxias. Un análisis preliminar de las poblaciones estelares muestran una presencia relevante de estrellas muy evolucionadas en la región SO (ver sección §6).

UCM2250+2427

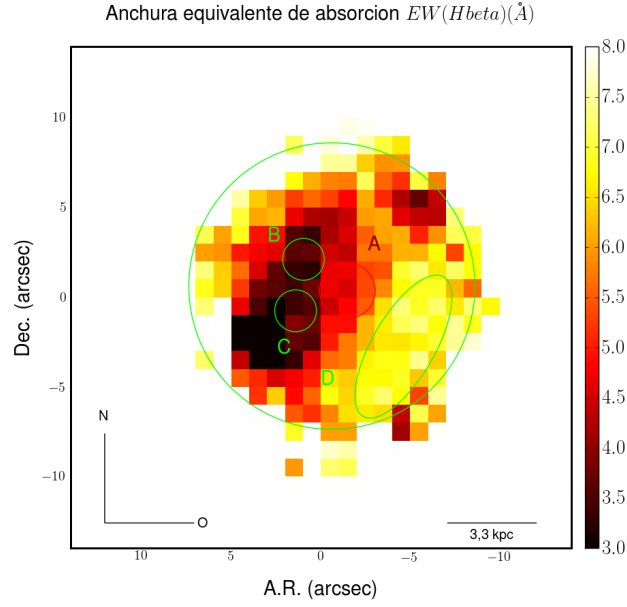


Figura 8: Mapa de anchura equivalente (EW) en absorción de $H\beta$ en \AA , de UCM1648+2855.

En el caso de UCM2250+2427 tan sólo se contaba con un apuntado (véase tabla 3) por lo que no era posible combinar 3 apuntados para obtener un mapa con spaxeles de $1 \times 1 \text{ arcsec}^2$ ni hacer corresponder espacialmente los datos de V1200 y V300. Optamos por calcular la anchura equivalente de absorción para el único apuntado. El resultado es que los valores de la galaxia están entre 3\AA y 5\AA (salvo en la región central, donde detectamos la presencia de una componente ancha en emisión). Tomamos $EW_{abs}(H\beta) = 4\text{\AA}$ constante en toda la galaxia, como valor de compromiso.

MRK538

Aunque MRK538 tiene los 3 apuntados en V1200, la calidad de estas observaciones es insuficiente y no se ha podido obtener un mapa de anchura equivalente en absorción de $H\beta$. En las fibras que sí se pudieron medir se obtiene $EW(H\beta) \sim 3\text{\AA}$. Este valor constante es el que se ha aplicado en cálculo de flujos de líneas de emisión en los mapas.

3.1.2. Método de síntesis de poblaciones estelares

En espectros correspondientes a diferentes regiones de las galaxias UCM2250+2427 y MRK538 se ha realizado un ajuste preliminar de la población estelar empleando los espectros correspondientes a la configuración V300 de mayor rango espectral. Para ello se hace una síntesis de poblaciones estelares, usando modelos de estrellas de diferentes edades y metalicidades. Se busca el mejor ajuste haciendo una combinación físicamente razonable de ellas usando las rutinas de IDL (Interactive Data Language) **pPXF** y **gandalf**, que se encuentra disponibles gratuitamente.

pPXF es un método que permite realizar sobre los espectros observados una deconvolución de los espectros estelares sumados en una línea de visión haciendo uso de modelos estelares [Cappellari & Emsellem, 2004]. El programa hace una primera medida de la cinemática estelar con todo el espectro excepto las líneas de emisión definidas por el usuario (ver tabla 4). Para ello parametriza la distribución de velocidades en la línea de visión (LOSVD - line-of-sight velocity distribution). Los modelos de población estelar son los de la librería estelar empírica MILES [Sánchez-Blázquez et al., 2006] en todo el rango visible (de 3540\AA a 7410\AA). Las SSP (*single stellar populations*) de MILES [Vazdekis et al., 2010] cubre un amplio rango de edades (0,063 Gyr a 17,78 Gyr), metalicidades ($[M/H]$ de -2,32 a +0,22), con varias *IMF* y múltiples

pendientes de 0,30 a 3,30. De todas las SSP de MILES el autor ha preparado una librería de modelos con IMF unimodal con pendiente 1.30 que cubre todo el rango de metalicidades y edades con un total de 351 espectros.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	comentarios
[OII]	3726,03	
[OII]	3728,33	doblete [OIII] λ 3726, 03
H11	3770,63	
H10	3797,30	
H9	3835,38	
[NeIII]	3868,69	
H8	3889,05	
[NeIII]	3967,40	
H ϵ	3970,07	
HeI	4026,21	
[SII]	4072,00	
H δ	4101,73	
H γ	4340,46	
[OIII]	4363,15	
HeI	4471,48	
NIII	4640,00	WR blue bump
CIV	4658,00	WR blue bump
HeII	4685,74	ancha WR blue bump
H β	4861,32	
[OIII]	4958,83	doblete [OIII] λ 5006, 77
[OIII]	5006,77	
[NI]	5197,90	
[NI]	5200,39	doblete con [NI] λ 5197, 90
CIII	5698,00	WR red bump
NII	5755,00	WR red bump
CIV	5808,00	WR red bump
HeI	5875,78	
[OI]	6300,20	
[OI]	6363,67	
[NII]	6547,96	doblete [NII] λ 6583, 34
H α	6562,80	
[NII]	6583,34	
HeI	6678,30	
[SII]	6716,31	
[SII]	6730,68	doblete [NII] λ 6716, 31

Tabla 4: Líneas de emisión definidas para el ajuste con pPXF y gandalf. Se relaciona cinemáticamente (en anchura y velocidad) a todas las líneas de Balmer conjuntamente por un lado y las prohibidas por otro.

Una vez que ajustamos la cinemática estelar con pPXF, se procede a ajustar simultáneamente el continuo estelar y la emisión nebular en todo el espectro usando **gandalf** [Sarzi et al., 2006]. Este programa combina los espectros estelares con espectros de emisión modelizados con perfiles gaussianos (se añaden segundas líneas si observamos una componente ancha y/o desplazada). El ajuste se realiza de manera no lineal con una minimización de Levenberg-Marquardt, de manera que en cada iteración se determina la contribución de cada componente. Finalmente este método nos proporciona el espectro de emisión de la región correspondiente donde podemos realizar las medidas de flujos de líneas decontaminadas de la absorción estelar.

Este proceso lleva entre 10 y 40 minutos para cada espectro de emisión. Cuando no es posible reducir el número de líneas o de componentes, siempre se puede reducir el número de modelos de SSP. Esto permite reducir mucho el tiempo de cálculo pero exige conocer ciertas propiedades del objeto para la

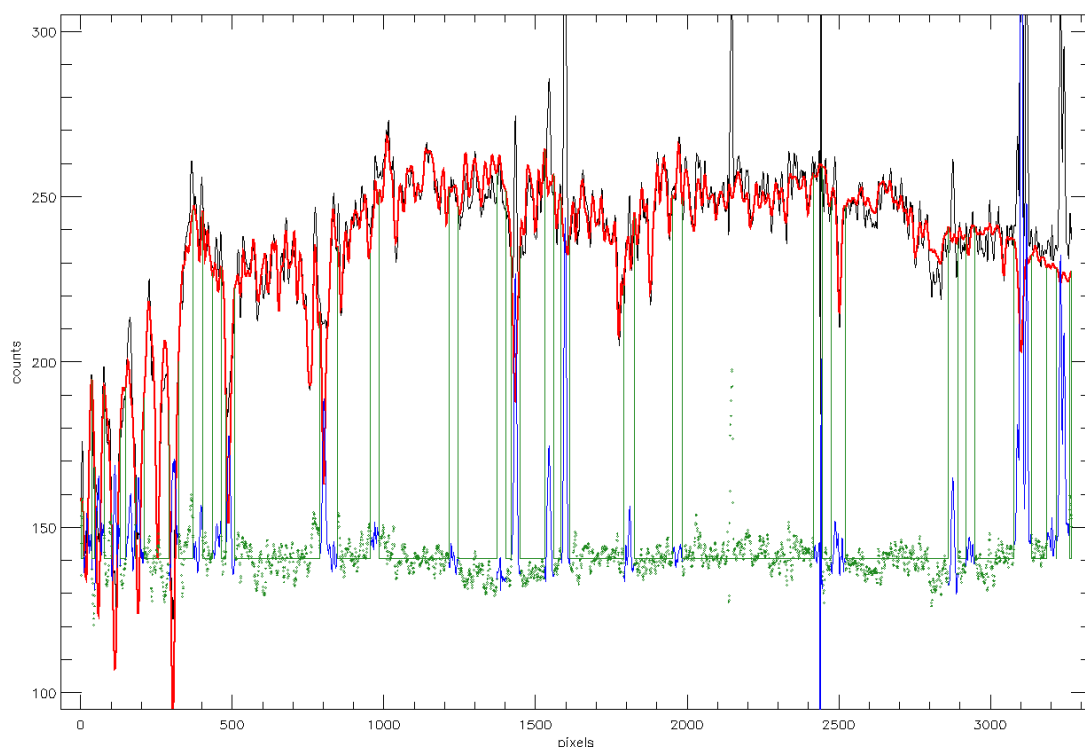


Figura 9: Ajuste con *pPXF* de la población estelar en el espectro integrado del arco (región E) de MRK538 observado en modo V300. Rojo: contribución estelar estimada. Azul: Emisión en las zonas definidas como líneas. Verde: Residuo del ajuste respecto a la contribución estelar estimada.

elección de las SSP concretas [Sanchez et al., 2012]. De esta manera es probable que hubiese que crear una librería para cada galaxia, y por eso hemos seleccionado una general a partir de las SSP de MILES.

UCM2250+2427

En esta galaxia observamos una asimetría en las líneas de emisión, debido posiblemente a la presencia de un LINER [Kunth & Contini, 1999]. En concreto se observa un aumento del ala azul de todas las líneas (Balmer y metálicas). *Gandalf* permite ajustar estas componentes añadiendo las mismas líneas pero con distintos anchos y velocidades, ajustándolas por tanto con gaussianas de manera independiente a las líneas estrechas. Encontramos una componente ancha con un desplazamiento en velocidad relativa de -100km/s y un ensanchamiento FWHM (corregido del ensanchamiento instrumental) de 680km/s frente a los 390km/s de las líneas estrechas.

En este caso hemos contrastado los resultados que habíamos obtenido con el ajuste de doble gaussiana. Para ello hemos medido los flujos en emisión de $H\alpha$ y $H\beta$ en regiones seleccionadas. Estos valores se han corregido con la anchura equivalente en absorción media en cada región, obtenidas del mapa de un único apuntado en V1200. Los flujos medidos son similares ($\pm 3\%$) al método de doble gaussiana (ver sección §3.1.1).

MRK538

De nuevo para los espectros de las regiones seleccionadas se ha usado tanto el método de síntesis de poblaciones estelares como el ajuste por doble gaussiana. Se puede comprobar la coherencia entre las tablas de resultados por regiones, y los mapas de distintas propiedades en la sección §6.

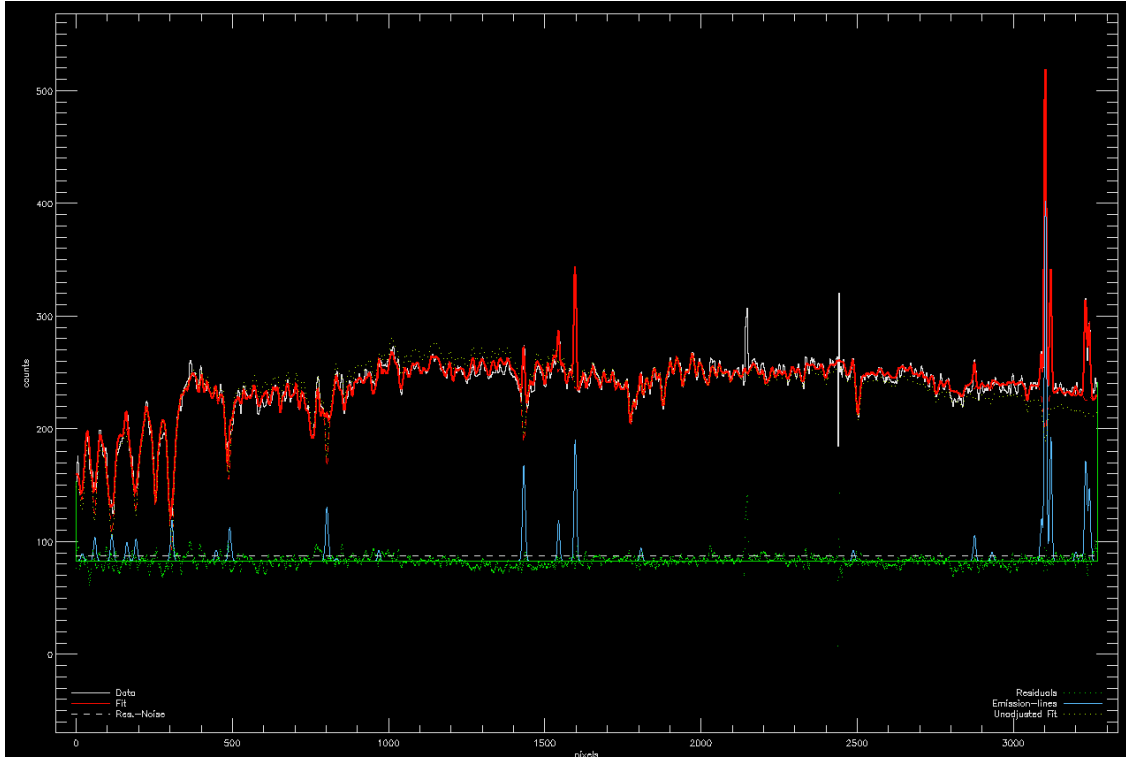


Figura 10: Análisis del espectro de emisión nebular con Gandalf (longitud de onda en píxeles en abcisas, flujo en ordenadas). En rojo el ajuste de la contribución estelar determinada con pPXF. En azul las líneas de emisión ajustadas por gaussianas, cuyos residuos encontramos en verde. .

3.2. Flujos de líneas de emisión

El estudio de las propiedades del gas se hace a través del análisis de las líneas de emisión. En la configuración V300 las líneas más intensas observadas son: $[OII]\lambda\lambda 3727$, $H\beta$, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $H\alpha$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6584$ y $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ (este doblete queda fuera del rango observado para UCM2250+2427 por estar a $z > 0,04$). Estas líneas son las empleadas habitualmente en el diagnóstico de propiedades del gas con espectros en el visible. Una relación completa de todas las líneas observadas se encuentra en la tabla 4.

Algunas de las líneas de emisión se ajustan simultáneamente con N gaussianas (las tres líneas de emisión del *Wolf-Rayet blue bump*, $H\beta$ + $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $H\alpha$ + $[NII]\lambda\lambda 6548, 6584$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$). En estos casos se puede forzar a que tengan todas la misma velocidad de desplazamiento y anchura. Y para algunos dobletes y tripletes se puede fijar las relaciones entre amplitud (e.g, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ a 1/3). El error total del flujo lo calculamos con la suma cuadrática del error en la calibración absoluta en flujo y el procedente del ajuste. Consideramos los espectros con una S/N mínima de 15 en el continuo para asegurar una incertidumbre relativa en el flujo de emisión inferior al 10 % [Castillo-Morales et al., 2011].

A partir del cubo de datos que contiene la información espectral en cada píxel y está calibrado en flujo absoluto, obtenemos los flujos de diferentes líneas de emisión. Para ello realizamos el ajuste de la emisión mediante un modelo gaussiano. El ajuste de la curva lo llevamos a cabo con MCPURVEFIT de nuevo. El modelo ajustado tendrá N funciones gaussianas y contiene $3 + 3 \cdot N$ parámetros libres (p):

$$f(p, \lambda, n) = p_0 + p_1\lambda + p_2\lambda^2 + \sum_{n=1}^N p_{2+3n} \cdot e^{\frac{(\lambda-p_{3n})^2}{2 \cdot p_{1+3n}^2}}$$

donde los tres primeros sumandos describen el continuo con una función cuadrática: p_0 es la ordenada en el origen, p_1 es la pendiente, p_2 es el coeficiente cuadrático. Cada sumando es una función gaussiana en emisión: p_{3n} es la posición central en λ , p_{1+3n} es la anchura de la gaussiana (siendo el $FWHM = 2 \cdot \sqrt{2 \ln 2} \cdot p_{1+3n} \sim 2,35 \cdot p_{1+3n}$) y p_{2+3n} la amplitud.

En el caso de las líneas de Balmer $H\beta$, $H\alpha$ se ha empleado la corrección por absorción estelar (descrita en la sección §3.1 para determinar los flujos de estas líneas de emisión).

3.3. Generación de mapas

Hemos generado mapas de características espectrales como la emisión en líneas $[OII]\lambda 3727$, $H\beta$, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $H\alpha$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6584$ y $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$, continuo, bandas fotométricas, anchura equivalente de absorción, extinción y otras propiedades.

Las denominamos imágenes PPAK y constan de 72×63 píxeles con una resolución espacial de 1×1 arcsec². Esto hace que cada fibra (diámetro de 2,7 arcsec) esté muestreada 3×3 píxeles².

En la elaboración de los mapas descartamos los flujos de líneas con $S/N < 10$, que nos asegura un error despreciable frente al de la calibración absoluta [Castillo-Morales et al., 2011]. Esta relación señal-ruido la determinamos respecto a la media cuadrática (rms) del continuo: $S/N = \frac{F_{linea}}{2,35 \cdot \sigma \cdot rms}$. Establecer este límite en S/N nos asegura que los mapas presentados de flujos y demás propiedades derivadas tienen valores con un error por debajo de un límite conocido. En ocasiones aparecen valores erróneos en los bordes con señal-ruido 10 cuando esa magnitud física se encuentra, por ejemplo, en el denominador de un cociente y en la propagación de errores el error supera con creces el 10%.

3.4. Selección de regiones

Hemos sumado la señal de todos los spaxeles correspondientes a cada región obteniendo un espectro integrado con el objetivo de aumentar la relación señal-ruido y/o hacer un análisis con métodos complejos.

La selección de las regiones se ha hecho teniendo en cuenta la morfología que presentan las galaxias en imágenes de banda ancha, y atendiendo a nuestros propios mapas PPAK de continuo y de líneas de emisión. Como norma general se ha extraído el espectro del núcleo y de las regiones compactas con gran formación estelar. Con los mapas de extinción y metalicidad se han buscado regiones destacadas, distintas de las anteriores. Y por último con el mapa de anchura equivalente de absorción en $H\beta$ se han buscado regiones con valores apartados de la media (i.e., con una población estelar subyacente singular). Además se ha obtenido un espectro integrado de toda la luz de la galaxias (generalmente identificado con la letra F).

La identificación de las regiones en cada galaxia y sus propiedades se puede encontrar en las fichas y tablas de la sección §6.

UCM1648+2855

UCM1648+2855 es un objeto con un tamaño aparente muy reducido. Hacemos uso de imágenes en $H\alpha$ (ver figura 11) para identificar el posible núcleo entre dos brotes de formación estelar (regiones B y C). Hay un 'hueco de emisión' próximo a ellos (A). Además en el mapa PPAK de anchura equivalente de absorción en $H\beta$ se observa una zona con valores de hasta 7\AA (región D). La región que engloba toda la galaxia se identifica como la región E.

Para poder determinar si alguna de las regiones destacadas es el núcleo, el autor midió astrométricamente la imagen (procedente de [Pérez-González et al., 2003]). Encontramos que las regiones B y C no coinciden con el centro o máximo de emisión de la galaxia en una banda ancha, donde la galaxia tiene un aspecto simétrico y centrado en un punto entre esas dos y la región A.

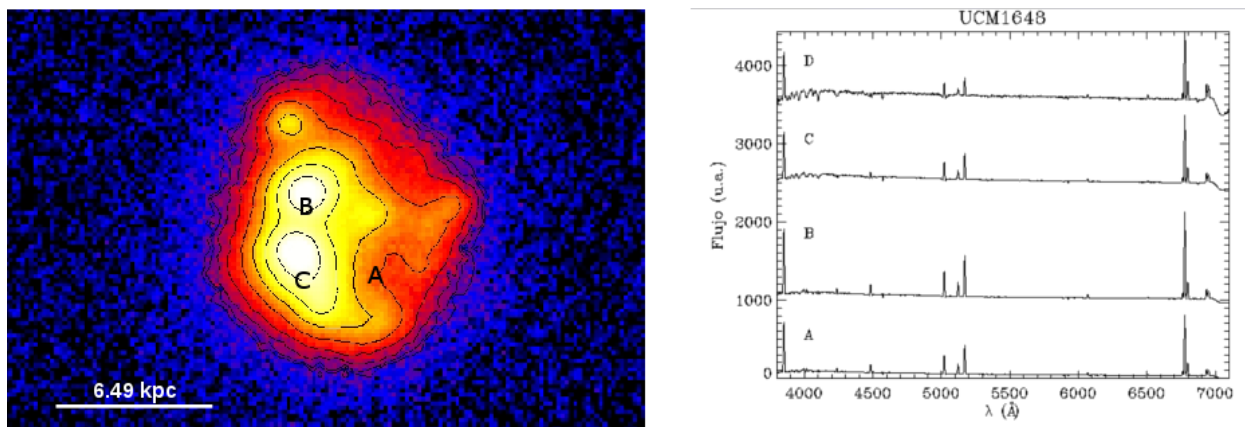


Figura 11: UCM1648+2855. Izquierda: Imagen en $H\alpha$ [Pérez-González et al., 2003] con contornos. Derecha: Espectros regiones seleccionadas (ver selección en Figura 14).

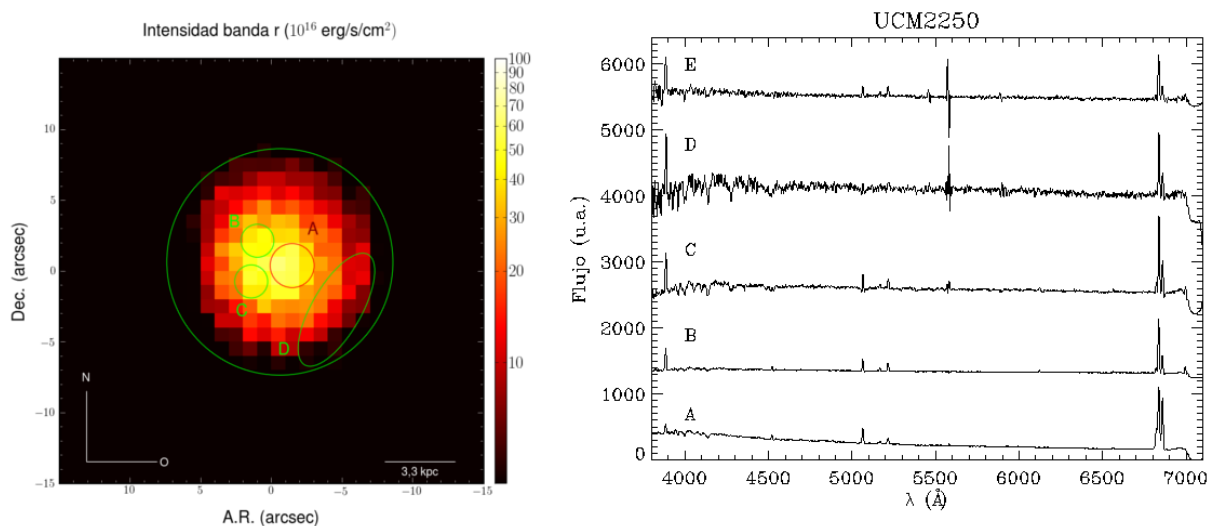


Figura 12: UCM2250+2427. Izquierda: Mapa PPAK banda ancha r. Derecha: Espectros regiones seleccionadas (ver selección en Figura 15).

UCM2250+2427

En UCM2250+2427 los mapas del continuo y $H\alpha$ muestran el núcleo (región A) y dos brotes de formación estelar (regiones B y C). A ellas se le añade el prominente brazo sur (región D) salpicado de regiones HII. Se selecciona también la región E, que muestra una posible baja metalicidad y extinción con respecto a los valores encontrados en su entorno (ver resultados en la figura 15 y la tabla 7). La región que engloba toda la galaxia se identifica como la región F.

MRK538

La selección de las regiones en MRK538 se ve facilitada por las observaciones con el telescopio espacial Hubble. Junto al núcleo (D, donde está contenida la región A con estrellas WR), identificamos dos zonas con gran abundancia de regiones HII (B y C). Seleccionamos una región (E) como combinación de múltiples subregiones a lo largo de una cola de marea. El total de la galaxia se identifica como la región F.

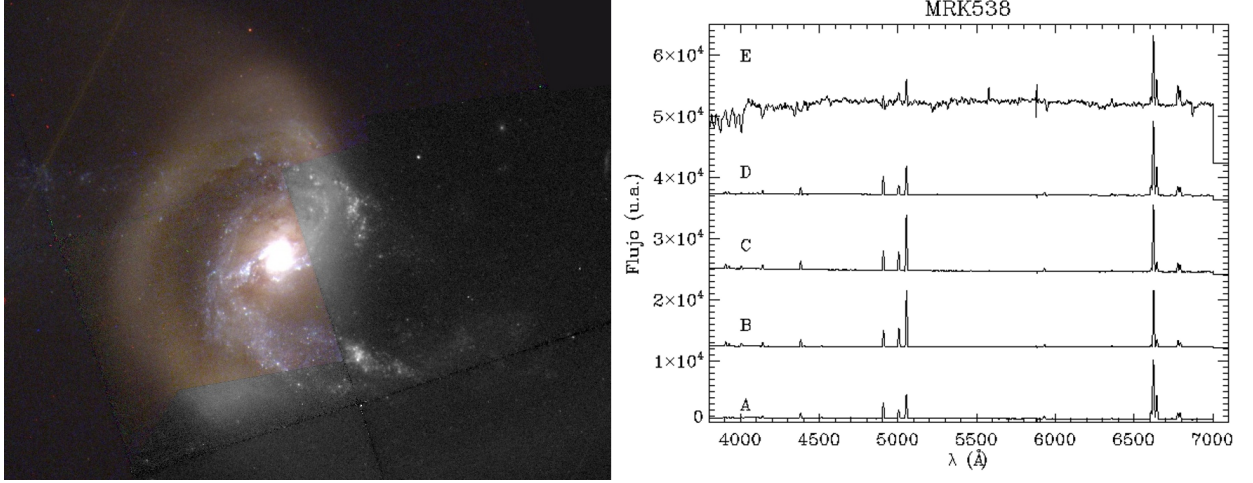


Figura 13: MRK538. Izquierda: Imagen HST banda ancha. Derecha: Espectros regiones seleccionadas (ver selección en Figura ??).

4. Resultados

4.1. Extinción

El espectro de la galaxia observada está afectado de manera diferencial por el polvo interno del objeto y el de la Vía Láctea. Para poder medir los flujos hemos de corregir de extinción. Pero además, con la espectroscopía bidimensional podemos determinar la distribución del polvo y relacionarla con las demás propiedades del objeto.

El decremento Balmer $\frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)}$ es el mejor indicador que tenemos para nuestros objetos con intensas líneas de emisión. Para el caso B, con $T = 10^4 K$ y $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$ se tiene un cociente entre líneas de 2,86 [Osterbrock & Ferland, 2006]. La extinción la expresamos por su exceso de color:

$$E(B - V)_{total} = -\frac{1}{0,4 \cdot (k(H\alpha) - k(H\beta))} \cdot \log \frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{2,86}$$

donde $k(\lambda)$ es la ley de extinción, y $\frac{I(H\alpha)}{I(H\beta)}$ es el cociente observado, estando los flujos corregidos de absorción estelar. Empleamos una ley de extinción Galáctica de [Cardelli et al., 1989].

Todos los valores $E(B - V)_{total}$ incluyen la extinción galáctica $E(B - V)_g$, cuyos valores podemos encontrar en la tabla 5.

Objeto	$E(B - V)_g$ (mag)
UCM1648+2855	0,052
UCM2250+2427	0,149
MRK538	0,052

Tabla 5: Extinción galáctica $E(B - V)_g$ [Schlegel et al., 1998].

Determinada la extinción, podemos estimar los flujos corregidos de este efecto usando una ley de extinción $k(\lambda)$ elegida:

$$F = F_{observado} \cdot 10^{0,4 \cdot k(\lambda) \cdot E(B-V)_t}$$

UCM1648+2855

Las dos zonas de emisión en $H\alpha$ (B y C) presentan una extinción baja ($E(B - V)_t = 0,2$). Mientras que la zona SO (D), con poca emisión $H\alpha$, presenta un mayor exceso de color (0,8 frente a 0,2). La región A presenta un valor intermedio. El mapa de extinción y los valores obtenidos para las diferentes regiones se encuentran recogidos en la figura 14 y la tabla 6.

UCM2250+2427

En UCM2250+2427 destaca la alta extinción Galáctica en su dirección ($E(B - V)_g = 0,15$). De esta manera, la zona nuclear (A) presenta un exceso de color total (0,2) compatible con una extinción interna prácticamente nula. La mayor extinción se asocia a los brotes de formación estelar (B, C y D con 0,37; 0,32 y 0,80 respectivamente). Aunque los spaxeles que componen la región D no tienen la señal-ruido necesaria para derivar una estimación de la extinción, el espectro integrado en esa región presenta un valor de $E(B-V)=0,22$ (ver tabla 7).

La región E había sido identificada en los mapas PPAK por su extinción singularmente baja, pero podía deberse a una mala medida. De nuevo en el análisis de su espectro integrado, la región E se muestra prácticamente libre de polvo.

Para el espectro total encontramos un valor bajo ($\sim 0,3$), ya que la luminosidad de la galaxia está dominada por el núcleo. Los valores en la literatura están en un rango significativamente superior: 0,73 [Fernandes et al., 2004], 0,63 [Calzetti, 1997], 0,70 [Osterbrock & Cohen, 1982], 0,71 [Gallego et al., 1996]. Hemos comprobado que estos autores hacen corrección por absorción estelar, siendo los diferentes métodos el origen de la dispersión de los valores.

NOTA: En este caso con posible actividad nuclear hemos empleado también el decremento $\frac{I(H\delta)}{I(H\beta)}$, ya que parte de la emisión de $H\alpha$ podía provenir de la excitación colisional del H^0 ([Osterbrock, 1989]).

MRK538

Al igual que en UCM1648+2855 las zonas de formación estelar (B,C) presentan menos extinción (0,19 y 0,12 respectivamente) que el núcleo (identificado como D, con un valor de exceso de color 0,34). En el espectro extraído del arco (región E) se observa un valor de extinción parecido al que encontramos en el núcleo (ver tabla 8).

4.2. Tasas de formación estelar

En la literatura existen multitud de métodos para estimar la tasa de formación estelar, principalmente a través de los efectos de la interacción de las nuevas estrellas con el medio que les rodea. Nosotros empleamos la emisión en $H\alpha$ en las regiones HII como trazador de la formación estelar. En concreto empleamos unas de las calibraciones clásicas [Kennicutt Jr et al., 1994]:

$$SFR(M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 7,9 \cdot 10^{-42} L(H\alpha) (erg \text{ s}^{-1})^2$$

De nuevo el valor de $L(H\alpha)$ procede del flujo en $F(H\alpha)$ corregido de absorción estelar y de extinción.

Dentro de nuestro rango espectral observado con V300 tenemos otras líneas de emisión que se emplean como trazadores de formación estelar. Sin embargo no los empleamos porque están mucho más extinguidos lo que implica más incertidumbres. En el caso del $[OII]\lambda 3727$ además se encuentra en un rango de poca eficiencia cuántica del CCD y en ocasiones cercana a líneas de emisión del cielo.

²La relación con [Calzetti et al., 2007] es tan sólo un factor 0,66, debida al uso de una IMF diferente.

UCM1648+2855

La resolución espacial obtenida en los mapas PPAK sintetizados no nos permite resolver los dos regiones de formación estelar identificadas (B,C). Estas regiones están separadas 3 arsec, similar al valor del diámetro de la fibra. La mitad de la formación estelar de la galaxia se produce en ellas.

La región A también contribuye con un 25 % a la SFR global ($8,5M_{\odot}$). Mientras que la region D se muestra mucho más 'apagada'. En la figura 14 se muestra el mapa PPAK de tasa de formación estelar y los valores para las regiones individuales están recogidos en la tabla 6 .

Región (1)	$E(B - V)_t$ (2) mag	Flujo ($H\alpha$) (3) $10^{-16} \text{ erg/s}^{-1}/\text{cm}^{-2}$	Luminosidad ($H\alpha$) (4) 10^{41} erg/s	SFR (5) M_{\odot}/yr
A	0,26	1205	2,68	2,12
B	0,30	1248	2,78	2,19
C	0,45	1070	2,38	1,88
D	0,53	354,7	0,79	0,62
total	0,30	4857	10,8	8,53

Tabla 6: Valores de formación estelar y exceso de color para las regiones de UCM1648+2855. (1) Región seleccionada. (2) Exceso de color total derivado a partir del decremento Balmer, en mag. (3) Flujo de emisión $H\alpha$ corregido de extinción. (4) Luminosidad $H\alpha$ corregida de extinción. (5) Tasa de formación estelar corregida de extinción en unidades de M_{\odot}/yr .

No hay muchos valores estimados en la bibliografía para poder hacer la comparación. Encontramos una diferencia de +10 % con [Gallego et al., 1996] [Pérez-González et al., 2003], dentro de nuestra incertidumbre de la calibración absoluta.

UCM2250+2427

En UCM2250+2427 destaca la fuerte emisión en $H\alpha$ asociada al núcleo (A) de $6 \cdot 10^{41} \text{ erg/s}$. Obtenemos una contribución de 1/3 a la $L(H\alpha)$ de toda la galaxia. La siguiente en intensidad es la región B, situada a $\sim 10 \text{ kpc}$ del núcleo, en dirección NO. En el extremo opuesto, a $\sim 10 \text{ kpc}$ del núcleo, destaca la región C. La región D también muestra mucha formación estelar pero es significativamente más grande.

El mapa de tasa de formación estelar PPAK se encuentra en la figura 15 y los valores para las regiones individuales en la tabla 7. Destacamos el valor global, con $9,6M_{\odot}\text{yr}^{-1}$. La dispersión de valores en la bibliografía es grande. Encontramos medidas en el infrarrojo (ISO) $24,1M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ [O'Halloran et al., 2005]. Mientras que en el visible para distintos límites superiores en masa de la IMF, se estiman valores entre $15,4$ y $66,7M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ [Calzetti, 1997] o tan sólo $6M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ [Gonzalez-Delgado et al., 1995].

Región (1)	$E(B - V)_t$ (2) mag	Flujo ($H\alpha$) (3) $10^{-16} \text{ erg/s}^{-1}/\text{cm}^{-2}$	Luminosidad ($H\alpha$) (4) 10^{41} erg/s	SFR (5) M_{\odot}/yr
A	0,22	1767	6,25	4,94
B	0,37	208	0,74	0,58
C	0,32	147	0,52	0,41
D	0,80	286	1,01	0,80
E	0,22	40,8	0,14	0,11
total	0,31	5959	10,45	9,57
total - A	0,48	1663	5,89	4,65

Tabla 7: Valores de formación estelar y exceso de color para las regiones de UCM2250+2427. (1) Región seleccionada. (2) Exceso de color total derivado a partir del decremento Balmer, en mag. (3) Flujo de emisión $H\alpha$ corregido de extinción. (4) Luminosidad $H\alpha$ corregida de extinción. (5) Tasa de formación estelar corregida de extinción en unidades de M_{\odot}/yr .

MRK538

MRK538 tiene bastante emisión de $H\alpha$ repartida por toda la galaxia (ver figura 16). Los valores más altos se dan en el núcleo (A), con una contribución de 3/4 a la $L(H\alpha)$ de toda la galaxia, similar al de estudios fotométricos [Gonzalez-Delgado et al., 1995]. Destacan también las zonas con mayor abundancia de regiones HII, vistas en la imagen del HST (identificadas como las regiones B y C).

Por otro lado la tasa de formación estelar en el arco E es insignificante. Los valores para las regiones individuales se encuentran en la tabla 7.

Región (1)	$E(B - V)_t$ (2) mag	Flujo ($H\alpha$) (3) $10^{-16} \text{ erg/s}^{-1}/\text{cm}^{-2}$	Luminosidad ($H\alpha$) (4) 10^{41} erg/s	SFR (5) M_{\odot}/yr
A	0,35	20578	3,92	3,10
B	0,19	2950	0,56	0,44
C	0,12	1224	0,23	0,18
D	0,34	50109	9,55	7,54
E	0,35	653	0,124	0,098
total	0,30	67558	12,87	10,17

Tabla 8: MRK538. (1) Región seleccionada. (2) Exceso de color total derivado a partir del decremento Balmer, en mag. (3) Flujo de emisión $H\alpha$ corregido de extinción. (4) Luminosidad $H\alpha$ corregida de extinción. (5) Tasa de formación estelar corregida de extinción.

Nuestra estimación de la tasa de formación estelar para toda la galaxia es de $10 M_{\odot}/\text{yr}$. Está en el orden de magnitud de otros estudios (e.g., $SFR_{\text{global}} = 6 M_{\odot}/\text{yr}$ [Gonzalez-Delgado et al., 1995]) que en general presentan bastante dispersión.

4.3. Mecanismo de excitación

Las líneas de emisión procedentes del gas excitado tienen como origen distintos mecanismos de excitación. Estos son fundamentalmente: fotoionización por formación estelar, fotonización por el espectro ley de potencias de un AGN y excitación por choques. Es muy importante distinguir entre los diferentes procesos a la hora de aplicar los distintos métodos de análisis.

Diferentes diagramas de diagnóstico con las líneas de emisión más intensas separan los distintos mecanismos de excitación [Kewley et al., 2006]. Además con la espectroscopía bidimensional podemos determinar la presencia de un AGN, y la localización de choques y vientos.

Empleamos el diagrama de diagnóstico con los cocientes $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ y $[NII]\lambda 6584/H\alpha$ (conocido como BPT) que separan regiones de formación estelar de núcleos galácticos activos [Kewley et al., 2001], y localizan una región intermedia compuesta con la contribución de los dos mecanismos [Kauffmann et al., 2003].

El diagrama de diagnóstico con los cocientes $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ y $[SII]\lambda 6584/H\alpha$ además separa las regiones de formación estelar y los núcleos galácticos activos en *Seyfert* y *LINER* (*Low-ionization Narrow Emission-line Regions*) [Kewley et al., 2006]. Los LINERs son AGNs de baja luminosidad, y se distinguen porque su espectro visible está dominado por líneas procedentes de iones de bajo nivel de ionización.

A partir de los flujos de las líneas de emisión en cada spaxel elaboramos mapas de cocientes de líneas y situamos en un diagrama BPT los valores obtenidos para cada spaxel. También se sitúan en el mismo mapa los valores derivados a partir del espectro integrado en cada región seleccionada.

UCM1648+2855

Esta galaxia muestra todas las características de que su emisión tiene como mecanismo la formación estelar. Además es muy uniforme en metalicidad (figura 9), lo que se muestra en la poca dispersión en el diagrama BPT (figura 14).

UCM2250+2427

El centro de UCM2250+2427 ha sido clasificado por distintos autores como Sy2, LINER y posteriormente como SBN (StarBurst nuclear) (ver [Kunth & Contini, 1999] y referencias en él). Nosotros observamos que efectivamente la zona nuclear (A) tiene contribución compuesta en el diagrama BPT clásico (figura 15). Lamentablemente las líneas $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ quedan fuera del rango observado y nosotros no podemos distinguir entre Seyfert o LINER.

Tenemos pruebas del starburst nuclear según las exigencias del esquema de [Delgado et al., 2000]: órdenes más altos de la serie de Balmer en absorción, estrellas Wolf-Rayet (ver §4.5) y disminución de líneas metálicas en absorción hacia el núcleo.

Además de la emisión compuesta que se observa en el diagrama BPT para la región nuclear de la galaxia, la componente ancha observada en la líneas de emisión de esta región apuntan también a una conexión LINER - WR, que parece existir con frecuencia [Alonso-Herrero et al., 2008].

MRK538

MRK538 muestra una posible emisión compuesta en la región D (y su subregión A), sin embargo esos puntos están dentro de la incertidumbre inherente al diagrama (figura 16) y la determinación de los cocientes de flujos. En el diagrama BPT con $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$ (no mostrado en este trabajo) esto se confirma, con menos puntos fuera de la región de SF.

Si bien también se ha clasificado como LINER, otros autores también coinciden en que el alto brillo superficial nuclear se explica como brote de formación estelar, sin necesidad de AGN [O'Halloran et al., 2000]. Nosotros no encontramos líneas con anchura por encima de la instrumental, que por otro lado es del orden de la habitual en las regiones de formación estelar.

4.4. Metalicidad

Las medidas más precisas de abundancias requieren la determinación de la temperatura electrónica T_e , lo que habitualmente se consigue con cocientes de líneas nebulares y aurorales. Se conoce como *método directo*, y el más usual es el cociente $[OIII]\lambda 4363/\lambda 5007$. En el caso de spaxeles donde detectemos la emisión $[OIII]\lambda 4363$ emplearemos este método directo para estimar la metalicidad usando la tarea *abund* del paquete *nebular* de STSDAS/IRAF, que calcula las densidades de O (de cada ión y la total).

Para la estimación de la temperatura $T_e([OII])$ empleamos la relación $T_e([OII]) = 2[T_e([OIII])^{-1} + 0,8]^{-1}$ [Pagel et al., 1992], donde $T_e([OII])$ se mide en unidades de $10^4 K$. La densidad electrónica (N_e) se determina con las líneas $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$, o se asume el valor $N_e = 100 cm^{-3}$, hipótesis habitual en la literatura [Osterbrock & Cohen, 1982].

Sin embargo, cuando la metalicidad aumenta, el enfriamiento se produce a través de líneas metálicas y la temperatura electrónica disminuye. Este proceso hace que las líneas aurales sean cada vez más débiles hasta ser indetectables. Además se añade el problema de que las LCBGs son más metálicas que la media en el universo local, lo que dificulta medir las líneas aurales [Hoyos & Díaz, 2006].

Así cuando estas medidas de la línea de $[OIII]\lambda 4363$ no son posibles³, entran en juego los modelos. Se pueden determinar una serie de diagnósticos basados en las líneas ópticas más intensas, usando síntesis de poblaciones estelares y modelos de fotoionización [Kewley & Dopita, 2002].

Por otro lado existen los *calibradores empíricos* que se basan en tendencias observadas en diferentes cocientes y que han sido calibrados con el método directo, pero presentan cierta dispersión y limitaciones.

Por tanto, cuando la metalicidad no se puede calcular de manera directa, los distintos calibradores están a disposición del investigador, cada uno de ellos para distintos cocientes de líneas o rangos de metalicidad. Los modelos de fotoionización obtienen sistemáticamente valores $+0,2dex$ respecto a los calibradores o al método directo y los calibradores empíricos presentan una dispersión de $\sim 0,2dex$ [Lopez-Sanchez et al., 2012]. Es importante usar múltiples índices y elegir el adecuado para cada tipo de galaxia teniendo en cuenta sus características. Entre los diferentes índices se han encontrado discrepancias muy significativas en LCBGs [López-Sánchez et al., 2005].

En el cálculo de las metalicidades, la medición de los flujos tiene incertidumbres despreciables gracias a su alta relación señal-ruido. Para el método R23 se calculan con una simulación donde la fuente de errores es la calibración absoluta.

Para los índices empíricos esa incertidumbre en la calibración absoluta es despreciable frente a la dispersión inherente de los calibradores. Es por ello que para el R23 la incertidumbre ronda el $\pm 0,1dex$ mientras que para los índices empíricos tomamos una dispersión de $\pm 0,2dex$ [Lopez-Sanchez et al., 2012].

Índice O3N2

Es un índice basado en las 4 líneas más intensas en la mayoría de espectros de galaxias con emisión. Sólo sufre degeneración para metalicidades bajas $12 + \log(O/H) < 8,2$ y no sufre incertidumbres sistemáticas por la corrección de extinción: $O3N2 \equiv \log \frac{(I([OIII])\lambda 5007)/I(H\beta)}{I([NII])\lambda 6583}/I(H\alpha)$

Empleamos la calibración de [Pettini & Pagel, 2004], para metalicidad superior a $1/4$ de la solar: $12 + \log(O/H) = 8,73 - 0,32 \times O3N2$

Índice R23

$$R23 = R3 + R2 = \frac{(I([OIII])\lambda 4959 + I([OIII])\lambda 5007) + I([OII])\lambda 3727}{H\beta}$$

Es un índice bivaluado, cuya degeneración se rompe estimando el valor de otros cocientes como $[NII]/H\alpha$ o $[OII]/[OIII]$. Para este proceso hacemos uso del método recomendado [Kewley & Dopita, 2002] por la rama R23. La otra rama, S23, necesita las líneas $[SIII]$ del infrarrojo cercano que no tenemos. La calibración procede de modelos de fotoionización y está basada en el parámetro de ionización $q \equiv c \times U$ con unidades de $cm \cdot s^{-1}$.

Índice N2

³Se han buscado también las líneas aurales $[NII]\lambda 5755$ y $[SII]\lambda 6312$, sin encontrarse en ninguna de las 3 galaxias

$$N2 \equiv \log \frac{I([NII])\lambda 6583}{H\alpha}$$

Es muy sensible a excitación por choque o por el campo de radiación de un AGN, sin embargo no es necesario corregir los flujos por extinción. Está especialmente recomendado para metalicidades bajas donde el N2 es primario, frente al secundario generado en las estrellas masivas. Hemos empleado la calibración de [Denicoló et al., 2002]: $12 + \log(O/H) = 9,12 + 0,73 \cdot N2$

Índice N2O2

$$N2O2 \equiv \log \frac{I([NII])\lambda 6583}{I([OII])\lambda 3727}$$

Es un índice que pese a requerir la corrección por extinción, no sufre ningún tipo de absorción estelar y minimiza las incertidumbres por ese lado. La dependencia del índice N2O2 con la metalicidad se pierde para metalicidades $Z < 0,5Z_{\odot}$, pero por encima de este valor (i.e., $12 + \log(O/H) > 8,6$) se puede ajustar a una función cuadrática [Kewley & Dopita, 2002]:

$$12 + \log(O/H) = \log(1,54020 + 1,26602R + 0,167977R^2) + 8,93$$

donde $R = \log \frac{I([NII])\lambda 6583}{I([OII])\lambda 3727}$. Esta calibración procede de modelos de fotoionización.

Hemos estimado la metalicidad en las regiones seleccionadas para cada galaxia empleando diferentes índices, asimismo en la ficha de cada galaxia (ver Figuras 14, 15, 16) se muestra el mapa PPAK O3N2.

UCM1648+2855

UCM1648+2855 es una galaxia bastante uniforme en metalicidad, moviéndose en un rango pequeño ($12 + \log(O/H)$ del índice O3N2 8,4 a 8,5). Todos los índices se encuentran en el mismo rango, compatibles con un valor homogéneo en toda la galaxia. Sin embargo se aprecia cierto gradiente de metalicidad entre el valor menor en el NE (asociado a la formación estelar) y el valor mayor en el SO (ver figura 14).

Para esta galaxia y en la región B hemos podido detectar la emisión $O[III]\lambda 4363$ lo que nos ha permitido medir de manera directa la temperatura $T_e([OIII]) = 7500K$ y derivar la temperatura $T_e([OII]) = 9400K$. Determinamos las abundancias de cada ión: $N_i(O) = 1,12 \cdot 10^{-5} cm^{-3}$, $N_i(O^+) = 1,97 \cdot 10^{-4} cm^{-3}$ y $N_i(O^{++}) = 7,51 \cdot 10^{-5} cm^{-3}$. La suma de los tres es: $N_i(O) = 2,80 \cdot 10^{-5} cm^{-3}$, o de manera equivalente $12 + \log(O/H) = 8,45$. El error de este método es grande (0,1dex) porque estamos midiendo el flujo de $[OIII]\lambda 4363$ con $S/N \sim 5$.

Región	O3N2	N2	N2O2	R23	q	Directo
A	8,43	8,60	8,69	$8,68 \pm 0,10$	$2 \cdot 10^7$...
B	8,42	8,59	8,67	$8,65 \pm 0,12$	$3 \cdot 10^7$	8,45
C	8,45	8,63	8,64	$8,64 \pm 0,07$	$2 \cdot 10^7$...
D	8,52	8,65	8,65	$8,61 \pm 0,05$	$1 \cdot 10^7$...
total	8,45	8,66	8,61	$8,64 \pm 0,09$	$2 \cdot 10^7$...

Tabla 9: Distintos indicadores de metalicidad $12 + \log(O/H)$ para regiones de UCM1648+2855 (se incluye parámetro de ionización q en $cm \cdot s^{-1}$).

La medida con el método directo permite decir que O3N2 es el índice que más se aproxima al valor real. Los valores obtenidos con los índices N2O2 y R23 son sistemáticamente 0,1 - 0,2dex más alto, como esperábamos para índices procedentes de modelos de fotoionización.

UCM2250+2427

En el mapa PPAK de metalicidad obtenido a partir del índice O3N2 para esta galaxia (figura 15) destaca el núcleo con una metalicidad alta ($12 + \log(O/H)$ del índice O3N2 8,9), frente a las zonas con alta formación estelar (B y C) con 0,3 dex menos. Las regiones E y D presentan abundancias similares al valor global de la galaxia ($12 + \log(O/H) = 8,60$) cuando estimamos su metalicidad a partir de los espectros integrados en esas regiones..

Región	O3N2	N2	N2O2	R23	q
A	8,87	9,32	9,03	$9,31 \pm 0,07$	$6 \cdot 10^7$
B	8,65	8,93	8,75	$8,93 \pm 0,10$	$3 \cdot 10^7$
C	8,72	8,95	8,80	$8,95 \pm 0,08$	$2 \cdot 10^7$
D	8,61	8,45	8,75
E	8,60	8,81	8,72	$8,78 \pm 0,08$	$2 \cdot 10^7$
total	8,60	9,15	8,97	$9,15 \pm 0,02$	$3 \cdot 10^7$
total - A	8,67	8,84	8,79

Tabla 10: Distintos indicadores de metalicidad $12 + \log(O/H)$ para regiones de UCM2250+2427 (se incluye parámetro de ionización q en $\text{cm} \cdot \text{s}^{-1}$). Los índices O3N2 y R23 son coherentes, mientras que N2 se aparta de los valores reales por su propia naturaleza.

El índice O3N2 no es sensible a las discrepancias de nuestro valor de extinción con el de la literatura. [Calzetti, 1997] encuentra una abundancia para el espectro integrado de toda la galaxia $\log(O/H) + 12 = 9,19$ compatible con el valor que encontramos.

MRK538

Región	O3N2	N2	N2O2	R23	q
A	8,55	9,02	8,81	$9,03 \pm 0,07$	$3 \cdot 10^7$
B	8,28	8,65	8,47	$8,40 \pm 0,19$	$4 \cdot 10^7$
C	8,33	8,70	8,49	$8,22 \pm 0,22$	$4 \cdot 10^7$
D	8,55	8,97	8,80	$8,97 \pm 0,09$	$5 \cdot 10^7$
total	8,51	9,27	8,76	$9,27 \pm 0,02$	$2 \cdot 10^7$
E	8,57	8,73	8,79

Tabla 11: Distintos indicadores de metalicidad $12 + \log(O/H)$ para regiones de MRK538 (se incluye parámetro de ionización q en $\text{cm} \cdot \text{s}^{-1}$).

En el mapa PPAK O3N2 de metalicidad (figura 16) se distinguen las dos estructuras de formación estelar que identificábamos en la imagen HST (B y C). Estas estructuras tiene metalicidad baja ($12 + \log(O/H)$ 8,2 - 8,4), destacando los valores más bajos donde mayor es la formación estelar (regiones B y C). Por otro lado la región nuclear (D, con 1,5 kpc de radio) tiene un valor uniforme ($12 + \log(O/H)$ 8,55) mayor. En el arco E obtenemos valores altos similares al núcleo ($12 + \log(O/H)$ 8,5).

Nuestros resultados coinciden plenamente con los encontrados en la bibliografía. Curiosamente en [Gonzalez-Delgado et al., 1995] seleccionan también con nuestra misma nomenclatura las regiones $12 + \log(O/H)$ B y C, encuentran valores de 8,2 y 8,3 respectivamente.

4.5. Población estrellas Wolf-Rayet

Las estrellas Wolf-Rayet son estrellas masivas y evolucionadas que están perdiendo masa rápidamente en forma de un viento estelar muy intenso. Son las estrellas O más masivas, luminosas y calientes que en su evolución entran en esta fase entre 2 y 5 Myr desde su nacimiento. Son por tanto indicadores de edad de brotes muy jóvenes y de la presencia de una IMF con $M > 25M_{\odot}$. Además el número de estrellas WR se relaciona con el número de estrellas O y por ende con toda la IMF (i.e., pendiente y masa límite superior) [López-Sánchez & Esteban, 2010].

Su detección en el espectro visible se produce gracias dos gibas características. El *blue bump* es una mezcla de $HeII\lambda 4686$ con otras líneas metálicas producido por estrellas WN. El *red bump* indica la presencia de estrellas WC con la emisión ancha de $CIV\lambda 5808$. El ratio entre ambos tipos de WR permite determinar con mayor precisión la edad del brote a través de modelos [López-Sánchez & Esteban, 2010].

Podemos calcular el número de estrellas WR a partir de su luminosidad individual:

$$N_{WNL} = \frac{L_{obs}(HeII\lambda 4686)}{L_{WNL}(HeII\lambda 4686)}$$

$$N_{WCE} = \frac{L_{obs}(CIV\lambda 5808)}{L_{WCE}(CIV\lambda 5808)}$$

Dicha luminosidad es sensible a la metalicidad, así que empleamos valores medios $L_{WNL}(HeII\lambda 4686) = 1,6 \pm 0,8 \cdot 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ y $L_{WCE}(CIV\lambda 5808) = 3,0 \pm 1,1 \cdot 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ [Fernandes et al., 2004].

UCM1648+2855

No se han observado indicios de estrellas Wolf-Rayet. No se puede descartar su presencia porque podrían estar por debajo de nuestro límite de detectabilidad. Fijamos un límite inferior con 3σ de $1 \cdot 10^{38} \text{ erg/s}$, que equivale a unos 100 estrellas WR.

UCM2250+2427

Esta galaxia, también conocida como MRK309, es una de las galaxias Wolf-Rayet prototipo, estudiada como tal desde los años 80 [Osterbrock & Cohen, 1982]. Observamos los *blue bump* y *red bump* de las Wolf-Rayet en la región A. Esta es la zona nuclear con posible actividad nuclear. Su presencia nos indica que existe un gran brote de formación estelar en el núcleo, y confirma que la luminosidad del AGN es baja.

Medimos la luminosidad (corregida de extinción) en el *blue bump* $L_{obs}(HeII\lambda 4686) = 1,84 \cdot 10^{40} \text{ erg/s}$, lo que equivale a 11500 ± 5800 estrellas WNL. El *red bump* tiene una intensidad menor y no podemos medir $CIV\lambda 5808$.

En la literatura encontramos valores que lo duplican [Fernandes et al., 2004]. De nuevo se deben a la baja extinción medida. Recuperamos el mismo número de estrellas WR si usamos sus valores de extinción.

MRK538

Se observan estrellas Wolf-Rayet en la región nuclear A. Es por tanto indicativo de un gran brote nuclear joven. Medimos la luminosidad (corregida de extinción) en el *blue bump* $L_{obs}(HeII\lambda 4686) = 2,56 \cdot 10^{38} \text{ erg/s}$, lo que equivale a 160 ± 80 estrellas WNL. No podemos medir el número de estrellas WCE.

Si ampliamos las medidas a toda la región D (radio 1,4kpc). Medimos una luminosidad (corregida de extinción) $L_{obs}(HeII\lambda 4686) = 5,12 \cdot 10^{38} \text{ erg/s}$, lo que equivale a 320 ± 160 estrellas WNL.

Otros autores han estimado valores aparentemente un orden de magnitud superior: entre ~ 1260 estrellas WR [Gonzalez-Delgado et al., 1995] y ~ 2000 estrellas WR [González Delgado et al., 1999]. Sin embargo emplean una calibración distinta. Sus flujos con la calibración usada por nosotros lo sitúa en el rango de entre 500 y 800 WR.

5. Conclusiones

5.1. UCM1648+2855

UCM1648+2855 es una galaxia lejana (140 Mpc), disco mediano (Sa - $10^{10} M_{\odot}$), muy compacta y con una dicotomía entre dos zonas muy diferentes. Muestra una población subyacente definida (se observa en la mitad SO), con dos brotes superpuestos que perturban el mapa de rotación respecto al modelo de rotación pura.

No hay evidencia observacional del mecanismo que origina la formación estelar. En la imagen en $H\alpha$ (figura 11) se aprecia una pequeña región de formación estelar ($< 500\text{pc}$) que podría tener algún rol relevante en el proceso de formación estelar. Además la población subyacente en la región D tiene una $EW_{abs}(H\beta) = 8\text{\AA}$ compatible con una gran formación estelar hace menos de 10^7 años (ver sección §6). La formación estelar actual podría ser el resultado del *feedback* de ese estallido anterior.

5.2. UCM2250+2427

UCM2250+2427 es también una galaxia lejana (172 Mpc), pero de mayor tamaño intrínseco (disco Sa - $10^{10.5} M_{\odot}$). Encontramos un posible núcleo activo poco luminoso, de manera que el núcleo está dominado por un *starburst* nuclear muy joven (3-6 Myr). Este núcleo tiene mayor metalicidad pero menos polvo. En cambio las zonas de formación estelar, localizadas a $> 8\text{kpc}$, tienen metalicidades subsolares y valores de extinción significativos. Esta formación estelar se extiende hasta más allá de 15 kpc, pese a que no se observa ninguna compañera con la que pudiera estar en interacción. Este peculiar comportamiento podría estar motivado por una contribución no despreciable del núcleo a la luminosidad total de la galaxia.

Está clasificada con cinemática compleja (CK), ya que muestra un mapa de rotación muy perturbado por los brotes. Estos se extienden en brazos hasta más allá de 15kpc. La formación estelar observada está dentro de lo esperado para una galaxia de disco con estas características.

5.3. MRK538

MRK538 es una galaxia cercana (40 Mpc) y masiva (disco Sa - $> 10^{11} M_{\odot}$). Es por tanto una galaxia muy estudiada, pero que con espectroscopía bidimensional podemos analizarla en detalle. Se observan dos estructuras de formación estelar con metalicidad subsolar y sin apenas extinción. Por otro lado el núcleo presenta un *starburst* nuclear joven (3-6 Myr) en el que nos inclinamos por descartar la presencia de un núcleo activo (en caso de existir sería un LINER de muy baja luminosidad).

Otros autores encuentran emisión en rayos X ($L(X) = 6 \cdot 10^{40} \text{erg/s}$) asociada a SNRs; emisión en radio (6cm) con una doble estructura nuclear asociada a viento dipolar y colores IRAS similares a los de galaxias Sy2 (ver [Gonzalez-Delgado et al., 1995] y referencias en él).

Destaca un arco de estrellas, sin apenas gas ni polvo y con una población muy envejecida. Es seguramente una cola de marea, resultado de la fuerte interacción con NGC 7715. De hecho esta interacción es la principal causante de la formación estelar en una región con gas poco enriquecido en metales; mientras que la nuclear es la propia de una espiral de este tamaño.

5.4. Conclusiones globales

Bajo el nombre de Galaxias Luminosas Compactas Azules se encuentra una categoría muy heterogénea, resultado de una casuística muy amplia pero con unas propiedades observacionales bien definidas. La muestra de este trabajo cubre todo el rango de tipos cinemáticos de estas galaxias. Encontramos por un

lado a MRK538, una gran espiral con formación estelar espoleada por una interacción con NGC7714. Mientras que UCM2250+2427 es también un espiral que sin necesidad de ninguna interacción (en el presente) tiene una alta tasa de formación estelar en las estructuras de su disco en rotación.

En cambio para UCM1648+2855 no hemos identificado ningún mecanismo como el principal responsable de la formación estelar siendo por tanto el objeto de mayor interés en este trabajo.

6. Trabajo futuro y comentarios del autor

Como trabajo futuro está previsto hacer el mismo tipo de estudio mostrado en este TFM para el resto de las galaxias de la muestra en Pérez-Gallego et al. 2011, y así poder establecer conclusiones sobre los mecanismos que gobiernan la formación estelar en las LCBGs. Nuestro trabajo se ha basado fundamentalmente en el estudio de las propiedades del gas. También se ha puesto de manifiesto que el análisis de la población estelar subyacente aporta pistas sobre su naturaleza.

Como estudio preliminar se ha comprobado en UCM1648+2855 que la historia de la formación estelar podría indicar que esta galaxia dividida en dos mitades muy diferentes tuvo la situación inversa hace $5 \cdot 10^6$ años. Pretendemos estudiar la historia de la formación estelar de estas galaxias analizando la población estelar después de eliminar la emisión del gas en los espectros observados.

Se está trabajando, en colaboración con el grupo de Lowenthal J.D. (Smith College) y Muñoz-Mateos J.C., en una petición para observar LCBGs con el HST y completar la muestra ya observada [Lowenthal et al., 2005].

A parte de estos trabajos de preparación de observaciones, el autor también ha podido participar en otra parte de la investigación científica nueva para él: la comunicación. Se ha participado en el Congreso Metals3D (Granada, abril 2012) y Congreso de la Sociedad Española de Astronomía (Valencia, julio 2012) con sendos pósters, cada uno con el trabajo desarrollado hasta ese momento.

Al autor sólo le queda comentar el reto que ha supuesto trabajar con más de 14000 espectros. Este trabajo es posible gracias a la automatización con software de algunas de las tareas. Sin embargo la supervisión humana ha sido constante, comprobando todos los resultados en muchos de los espectros.

Por otro lado el software empleado en muchos casos ha sido de producción propia, siendo necesario aprender Python, ampliar los conocimientos previos de IDL (y su variante Yorick) y escribir alguna pequeña rutina en Perl. Cuando el software era ajeno, han sido muchas las horas destinadas a instalar y aprender a manejar esos programas: Iraf (nebular, imexam, wcsutils, wcstools), DS9 (funtools), E3D, R3D, Pingsoft, pPXF, gandalf y Steckmap.

Apéndice: Fichas

En esta sección se muestra un resumen de los mapas PPAK más importantes obtenidos para cada galaxia. Se muestran los mapas PPAK de intensidad en banda ancha(r), exceso de color $E(B - V)_t$, SFR y metalicidad según el índice O3N2. Así como el diagrama BPT elaborado en este trabajo, y el campo de velocidad del gas obtenido en Pérez-Gallego et al. 2011. En cada mapa y por referencia se localizan las diferentes regiones estudiadas. En el diagrama BPT también se incluyen por referencia los valores para las galaxias SDSS ([Brinchmann et al., 2004]).

UCM1648+2855

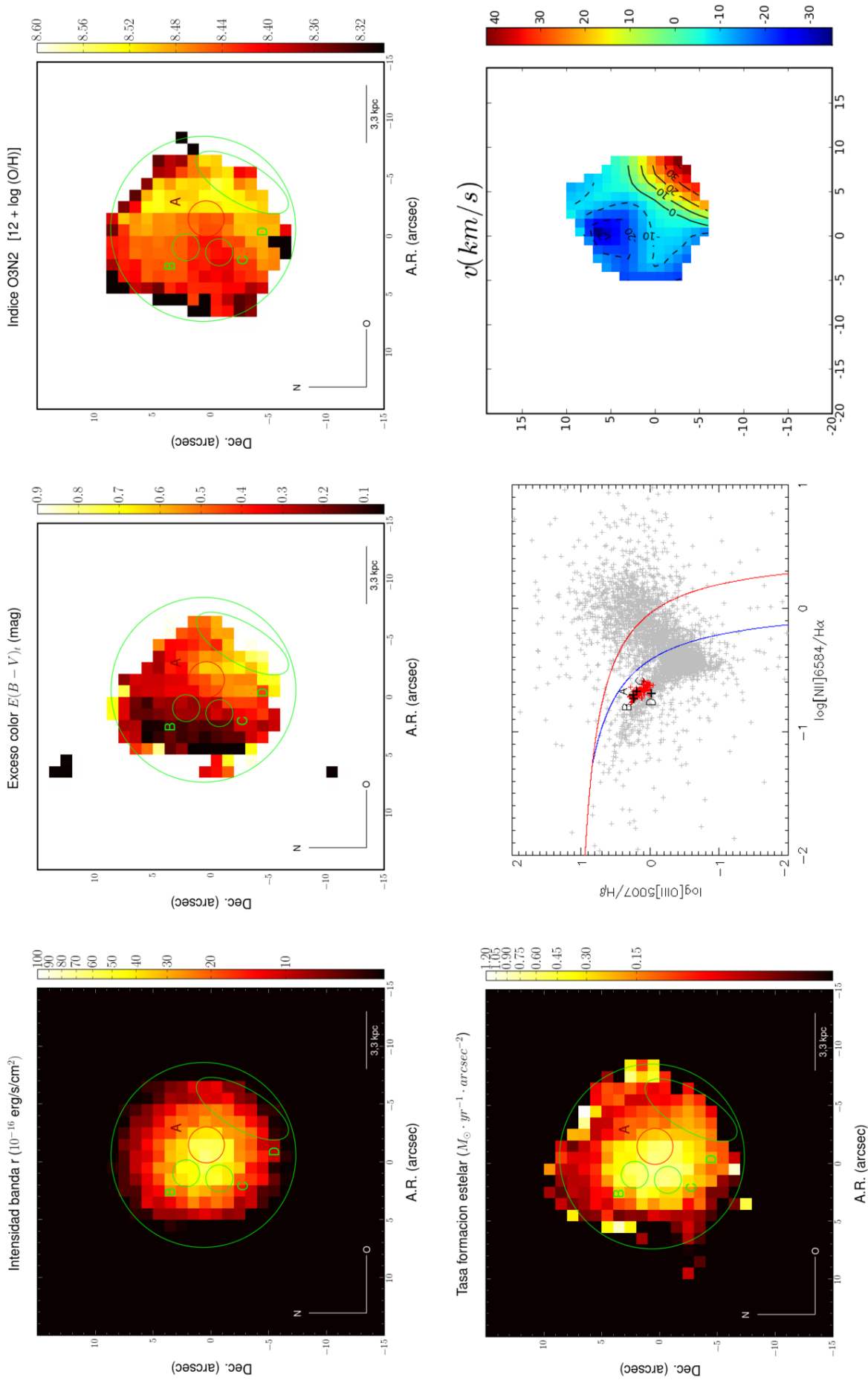


Figura 14: Composición UCM1648+2855: mapa PPAK banda r , mapas PPAK propiedades del gas (exceso de color, metalicidad con índice O3N2, SFR), diagrama BPT y mapa campo de velocidad de Pérez-Gállego et al., 2011.

UCM2250+2427

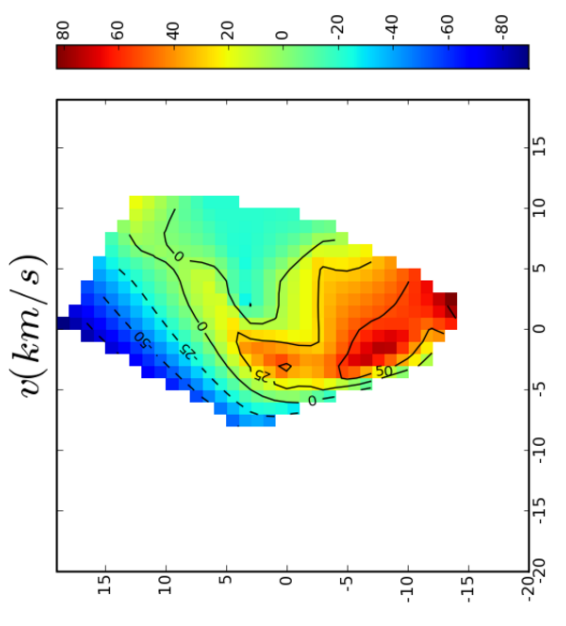
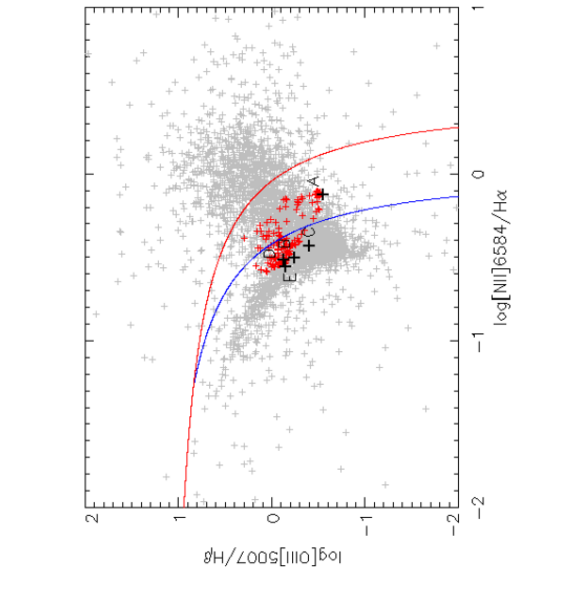
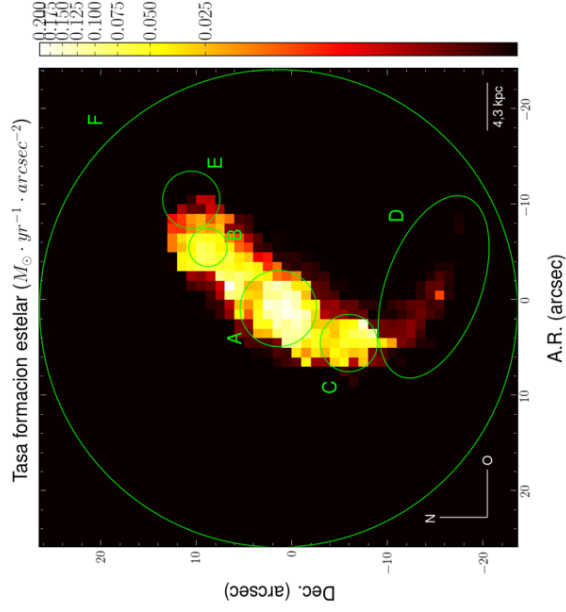
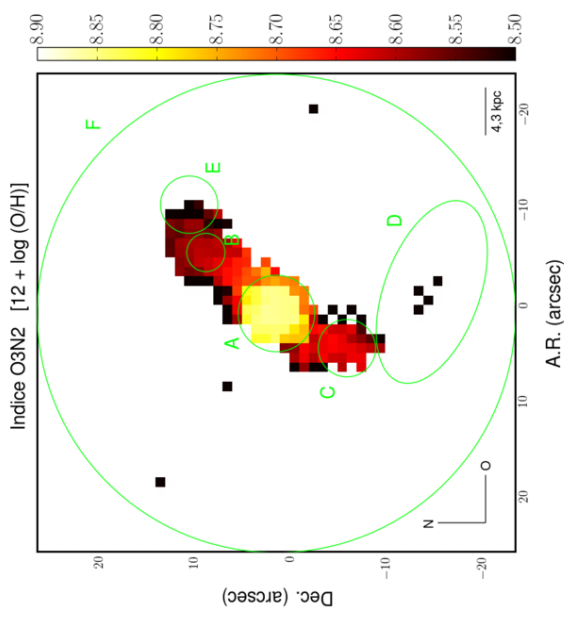
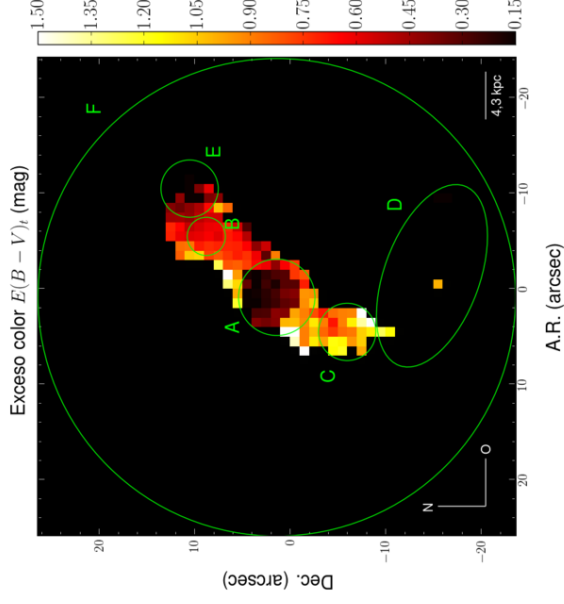
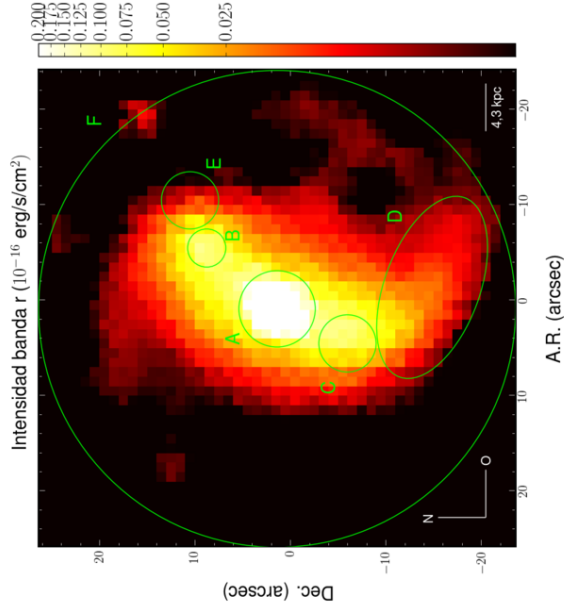


Figura 15: Composición UCM2250+2427: mapa PPAK banda τ , mapas PPAK propiedades del gas (exceso de color, metalicidad con índice O3N2, SFR), diagrama BPT y mapa campo de velocidad de Pérez-Gállego et al., 2011.

MRK538

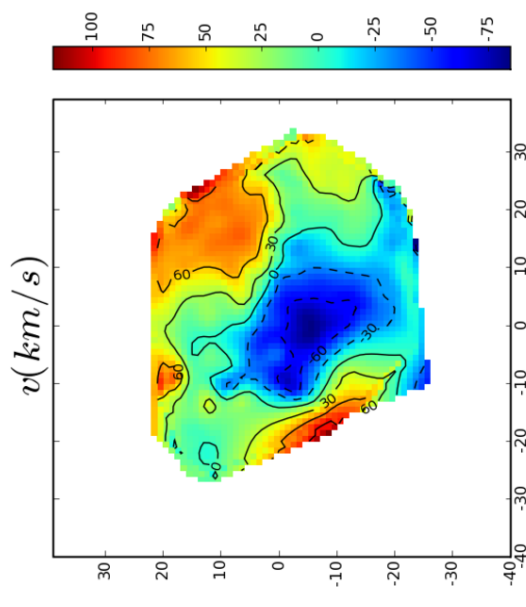
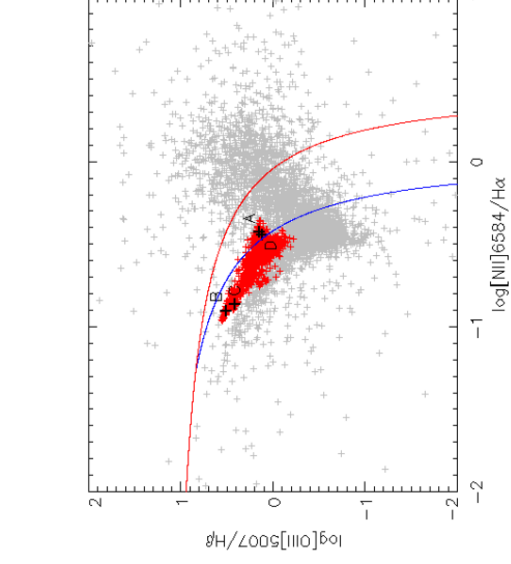
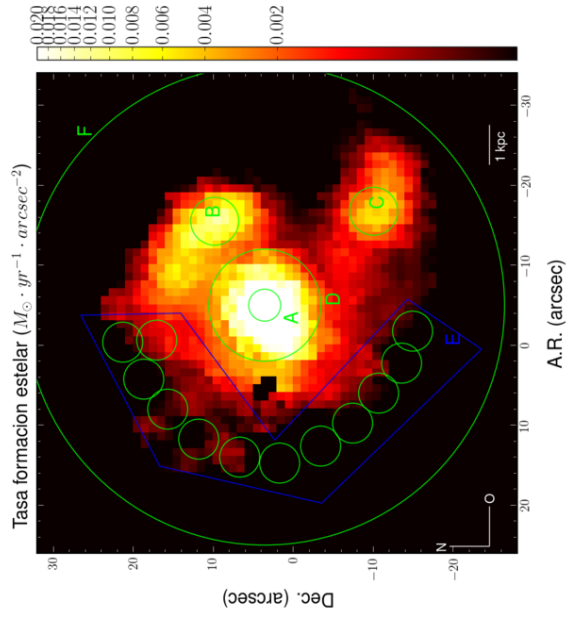
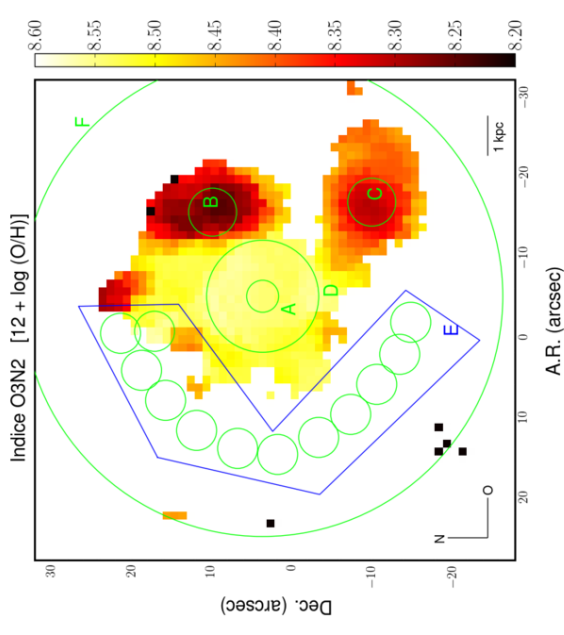
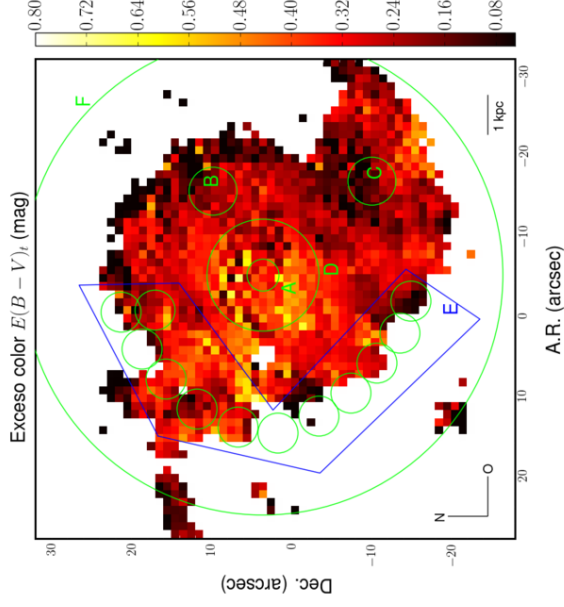
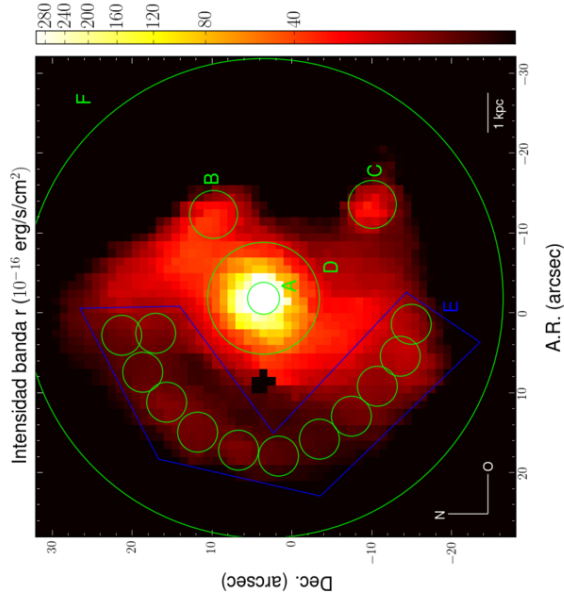


Figura 16: Composición MRK538: mapa PPAK banda r , mapas PPAK propiedades del gas (exceso de color, metalicidad con índice O3N2, SFR), diagrama BPT y mapa campo de velocidad de Pérez-Gallego et al., 2011.

Referencias

- [Adelman-McCarthy et al., 2006] Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Anderson, K. S. J., Anderson, S. F., & Annis, J. (2006). The Fourth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 162, 38–48.
- [Alonso-Herrero et al., 2008] Alonso-Herrero, A., Rieke, M., Rieke, G., & Shields, J. (2008). The nature of liners. *The Astrophysical Journal*, 530(2), 688.
- [Arribas et al., 2012] Arribas, S., Colina, L., Alonso-Herrero, A., Rosales-Ortega, F. F., Monreal-Ibero, A., García-Marín, M., García-Burillo, S., & Rodríguez-Zaurín, J. (2012). Integral field spectroscopy based H α sizes of local luminous and ultraluminous infrared galaxies. A direct comparison with high-z massive star-forming galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, 541, A20.
- [Brinchmann et al., 2004] Brinchmann, J., Charlot, S., White, S., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. (2004). The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351(4), 1151–1179.
- [Calzetti, 1997] Calzetti, D. (1997). Reddening and Star Formation in Starburst Galaxies. *The Astronomical Journal*, 113, 162–184.
- [Calzetti et al., 2007] Calzetti, D., Kennicutt, R. C., Engelbracht, C. W., Leitherer, C., Draine, B. T., Kewley, L., Moustakas, J., Sosey, M., Dale, D. A., Gordon, K. D., Helou, G. X., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Bot, C., Buckalew, B., Jarrett, T., Li, A., Meyer, M., Murphy, E. J., Prescott, M., Regan, M. W., Rieke, G. H., Roussel, H., Sheth, K., Smith, J. D. T., Thornley, M. D., & Walter, F. (2007). The Calibration of Mid-Infrared Star Formation Rate Indicators. *The Astrophysical Journal*, 666, 870–895.
- [Calzetti et al., 1994] Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. (1994). Dust extinction of the stellar continua in starburst galaxies: The ultraviolet and optical extinction law. *The Astrophysical Journal*, 429, 582–601.
- [Cappellari & Emsellem, 2004] Cappellari, M. & Emsellem, E. (2004). Parametric recovery of line-of-sight velocity distributions from absorption-line spectra of galaxies via penalized likelihood. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116(816), 138–147.
- [Cardelli et al., 1989] Cardelli, J., Clayton, G., & Mathis, J. (1989). The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *The Astrophysical Journal*, 345, 245–256.
- [Castillo-Morales et al., 2011] Castillo-Morales, A., Gallego, J., Pérez-Gallego, J., Guzmán, R., Muñoz-Mateos, J., Zamorano, J., & Sánchez, S. (2011). Integral field spectroscopy of local lcbgs: Ngc 7673, a case study. physical properties of star-forming regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411(3), 1819–1832.
- [Cattaneo et al., 2006] Cattaneo, A., Dekel, A., Devriendt, J., Guiderdoni, B., & Blaizot, J. (2006). Modelling the galaxy bimodality: shutdown above a critical halo mass. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370, 1651–1665.
- [Delgado et al., 2005] Delgado, R., Cervino, M., Martins, L., Leitherer, C., & Hauschildt, P. (2005). Evolutionary stellar population synthesis at high spectral resolution: optical wavelengths. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 357(3), 945–960.
- [Delgado et al., 2000] Delgado, R., Heckman, T., & Leitherer, C. (2000). Young and intermediate stellar population in seyfert 2 galaxies. *Arxiv preprint astro-ph/0001104*.
- [Denicoló et al., 2002] Denicoló, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. (2002). New light on the search for low-metallicity galaxies—i. the n2 calibrator. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 330(1), 69–74.

- [Ferguson et al., 2004] Ferguson, H., Dickinson, M., Giavalisco, M., Kretchmer, C., Ravindranath, S., Idzi, R., Taylor, E., Conselice, C., Fall, S., Gardner, J., et al. (2004). The size evolution of high-redshift galaxies. *The Astrophysical Journal Letters*, 600, L107.
- [Fernandes et al., 2004] Fernandes, I., De Carvalho, R., Contini, T., & Gal, R. (2004). Massive star populations in wolf-rayet galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355(3), 728–746.
- [Filippenko, 1982] Filippenko, A. (1982). The importance of atmospheric differential refraction in spectrophotometry. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 94(560), 715–721.
- [Gallego et al., 1996] Gallego, J., Zamorano, J., Rego, M., Alonso, O., & Vitores, A. (1996). Observations of a complete sample of halpha emission-line galaxies. long-slit spectroscopy of galaxies in ucm lists 1 and 2. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 120, 323–356.
- [Garland et al., 2004] Garland, C. A., Pisano, D. J., Williams, J. P., Guzmán, R., & Castander, F. J. (2004). The Nature of Nearby Counterparts to Intermediate-Redshift Luminous Compact Blue Galaxies. I. Optical/H I Properties and Dynamical Masses. *The Astrophysical Journal*, 615, 689–701.
- [González Delgado et al., 1999] González Delgado, R., Garcia-Vargas, M., Goldader, J., Leitherer, C., & Pasquali, A. (1999). Multiwavelength study of the starburst galaxy ngc 7714. i. ultraviolet-optical spectroscopy. *The Astrophysical Journal*, 513, 707.
- [Gonzalez-Delgado et al., 1995] Gonzalez-Delgado, R., Perez, E., Diaz, A., Garcia-Vargas, M., Terlevich, E., & Vilchez, J. (1995). The starburst galaxy ngc 7714. *The Astrophysical Journal*, 439, 604–622.
- [Green, 1985] Green, R. M. (1985). *Spherical astronomy*.
- [Gunn et al., 1998] Gunn, J., Carr, M., Rockosi, C., Sekiguchi, M., Berry, K., Elms, B., De Haas, E., Ivezić, Ž., Knapp, G., Lupton, R., et al. (1998). The sloan digital sky survey photometric camera. *The Astronomical Journal*, 116, 3040.
- [Guzman et al., 1997] Guzman, R., Gallego, J., Koo, D., Phillips, A., Lowenthal, J., Faber, S., Illingworth, G., & Vogt, N. (1997). The nature of compact galaxies in the hubble deep field. ii. spectroscopic properties and implications for the evolution of the star formation rate density of the universe. *The Astrophysical Journal*, 489, 559.
- [Guzmán et al., 1998] Guzmán, R., Jangren, A., Koo, D., Bershad, M., & Simard, L. (1998). Optical structure and colors of faint compact narrow emission line galaxies. *The Astrophysical Journal Letters*, 495, L13.
- [Guzmán et al., 2003] Guzmán, R., Östlin, G., Kunth, D., Bershad, M., Koo, D., & Pahre, M. (2003). Stellar masses of luminous compact blue galaxies at redshifts $z=0.4-1.2$. *The Astrophysical Journal Letters*, 586, L45.
- [Hammer et al., 2001] Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T., Flores, H., & Infante, L. (2001). Luminous compact galaxies at intermediate redshifts: progenitors of bulges of massive spirals? *The Astrophysical Journal*, 550, 570.
- [Hoyos & Díaz, 2006] Hoyos, C. & Díaz, A. (2006). The impact of the visibility of the [o iii] $\lambda 4363$ line on the general properties of h ii galaxies in the local universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365(2), 454–468.
- [Kauffmann et al., 2003] Kauffmann, G., Heckman, T., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S., Ridgway, S., Brinkmann, J., Fukugita, M., Hall, P., et al. (2003). The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346(4), 1055–1077.
- [Kelz et al., 2006] Kelz, A., Verheijen, M. A. W., Roth, M. M., Bauer, S. M., Becker, T., Paschke, J., Popow, E., Sánchez, S. F., & Laux, U. (2006). PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. II. The Wide Integral Field Unit PPak. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 129–145.

- [Kennicutt Jr et al., 1994] Kennicutt Jr, R., Tamblyn, P., & Congdon, C. (1994). Past and future star formation in disk galaxies. *The Astrophysical Journal*, 435, 22–36.
- [Kewley & Dopita, 2002] Kewley, L. & Dopita, M. (2002). Using strong lines to estimate abundances in extragalactic H II regions and starburst galaxies. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 142, 35.
- [Kewley et al., 2001] Kewley, L., Dopita, M., Sutherland, R., Heisler, C., & Trevena, J. (2001). Theoretical modeling of starburst galaxies. *The Astrophysical Journal*, 556, 121.
- [Kewley et al., 2006] Kewley, L., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. (2006). The host galaxies and classification of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 372(3), 961–976.
- [Kobulnicky & Zaritsky, 1999] Kobulnicky, H. & Zaritsky, D. (1999). Chemical properties of star-forming emission-line galaxies at $z = 0.1$ – 0.5 . *The Astrophysical Journal*, 511, 118.
- [Koo et al., 1994] Koo, D., Bershad, M., Wirth, G., Stanford, S., & Majewski, S. (1994). HST images of very compact blue galaxies at z approximately 0.2. *The Astrophysical Journal*, 427, L9–L12.
- [Kunth & Contini, 1999] Kunth, D. & Contini, T. (1999). Wolf-Rayet stars as tracing the AGN-starburst connection. In K. A. van der Hucht, G. Koenigsberger, & P. R. J. Eenens (Eds.), *Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies*, volume 193 of *IAU Symposium* (pp. 725).
- [Lilly et al., 1998] Lilly, S., Schade, D., Ellis, R., Le Fevre, O., Brinchmann, J., Tresse, L., Abraham, R., Hammer, F., Crampton, D., Colless, M., Glazebrook, K., Mallen-Ornelas, G., & Broadhurst, T. (1998). Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. II. Structural Parameters and the Evolution of Disk Galaxies to z approximately 1. *The Astrophysical Journal*, 500, 75.
- [López-Sánchez et al., 2005] López-Sánchez, A., Esteban, C., & García-Rojas, J. (2005). Star formation and stellar populations in the wolf-rayet (?) luminous compact blue galaxy iras 08339+ 6517. *Arxiv preprint astro-ph/0512035*.
- [Lopez-Sanchez et al., 2012] Lopez-Sanchez, A. R., Dopita, M. A., Kewley, L. J., Zahid, H. J., Nicholls, D. C., & Scharwachter, J. (2012). Eliminating Error in the Chemical Abundance Scale for Extragalactic H II Regions. *ArXiv e-prints*.
- [López-Sánchez & Esteban, 2010] López-Sánchez, Á. R. & Esteban, C. (2010). Massive star formation in Wolf-Rayet galaxies. III. Analysis of the O and WR populations. *Astronomy and Astrophysics*, 516, A104.
- [Lowenthal et al., 2005] Lowenthal, J., Durham, R., Lyons, B., Bershad, M., Gallego, J., Guzmán, R., & Koo, D. (2005). Are there local analogs of Lyman break galaxies? *Starbursts*, (pp. 17–20).
- [McCall et al., 1985] McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. (1985). The chemistry of galaxies. I - The nature of giant extragalactic H II regions. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 57, 1–62.
- [Melbourne et al., 2007] Melbourne, J., Phillips, A., Harker, J., Novak, G., Koo, D., & Faber, S. (2007). Radius-dependent luminosity evolution of blue galaxies in GOODS-N. *The Astrophysical Journal*, 660, 81.
- [Noeske et al., 2006] Noeske, K., Koo, D., Phillips, A., Willmer, C., Melbourne, J., Gil de Paz, A., & Papaderos, P. (2006). Luminous compact blue galaxies up to $z \sim 1$ in the Hubble Space Telescope ultra deep field. i. small galaxies or blue centers of massive disks? *The Astrophysical Journal Letters*, 640, L143.
- [Noeske et al., 2007] Noeske, K., Weiner, B., Faber, S., Papovich, C., Koo, D., Somerville, R., Bundy, K., Conselice, C., Newman, J., Schiminovich, D., et al. (2007). Star formation in AEGIS field galaxies since $z = 1.1$: the dominance of gradually declining star formation, and the main sequence of star-forming galaxies. *The Astrophysical Journal Letters*, 660, L43.

- [O'Halloran et al., 2005] O'Halloran, B., McBreen, B., Metcalfe, L., Delaney, M., & Coia, D. (2005). Iso observations of the wolf-rayet galaxies ngc 5430, ngc 6764, mrk 309 and vii zw 19. *Arxiv preprint astro-ph/0506037*.
- [O'Halloran et al., 2000] O'Halloran, B., Metcalfe, L., Delaney, M., McBreen, B., Laureijs, R., Leech, K., Watson, D., & Hanlon, L. (2000). Iso observations of the wolf-rayet galaxy ngc 7714 and its companion ngc 7715. *Astronomy and Astrophysics*, 360, 871–877.
- [Osterbrock & Cohen, 1982] Osterbrock, D. & Cohen, R. (1982). Two galaxies with wolf-rayet features in their spectra. *The Astrophysical Journal*, 261, 64–69.
- [Osterbrock & Ferland, 2006] Osterbrock, D. & Ferland, G. (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. Univ Science Books.
- [Osterbrock, 1989] Osterbrock, D. E. (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- [Owens, 1967] Owens, J. (1967). Optical refractive index of air: dependence on pressure, temperature and composition. *Applied Optics*, 6(1), 51–59.
- [Pagel et al., 1992] Pagel, B., Simonson, E., Terlevich, R., & Edmunds, M. (1992). The primordial helium abundance from observations of extragalactic h ii regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 255, 325–345.
- [Pérez-Gallego et al., 2010] Pérez-Gallego, J., Guzmán, R., Castillo-Morales, A., Castander, F., Gallego, J., Garland, C., Gruel, N., Pisano, D., Sánchez, S., & Zamorano, J. (2010). 3d spectroscopy of local luminous compact blue galaxies: kinematics of ngc 7673. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402(2), 1397–1406.
- [Pérez-Gallego et al., 2011] Pérez-Gallego, J., Guzmán, R., Castillo-Morales, A., Gallego, J., Castander, F., Garland, C., Gruel, N., Pisano, D., & Zamorano, J. (2011). Three-dimensional spectroscopy of local luminous compact blue galaxies: kinematic maps of a sample of 22 objects. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.
- [Pérez-González et al., 2003] Pérez-González, P., Zamorano, J., Gallego, J., Aragón-Salamanca, A., & Gil de Paz, A. (2003). Spatial analysis of the h α emission in the local star-forming ucm galaxies. *The Astrophysical Journal*, 591, 827.
- [Pettini & Pagel, 2004] Pettini, M. & Pagel, B. (2004). [o iii]/[n ii] as an abundance indicator at high redshift. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348(3), L59–L63.
- [Phillips et al., 1997] Phillips, A., Guzmán, R., Gallego, J., Koo, D., Lowenthal, J., Vogt, N., Faber, S., & Illingworth, G. (1997). The nature of compact galaxies in the hubble deep field. i. global properties. *The Astrophysical Journal*, 489, 543.
- [Pisano et al., 2001] Pisano, D. J., Kobulnicky, H. A., Guzmán, R., Gallego, J., & Bershadsky, M. A. (2001). The Gas Content and Kinematics of Nearby Blue Compact Galaxies: Implications for Studies at Intermediate and High Redshift. *The Astronomical Journal*, 122, 1194–1212.
- [Puech et al., 2006] Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Ostlin, G., & Marquart, T. (2006). 3d spectroscopy with vlt/giraffe-ii: Are luminous compact galaxies merger remnants? *Arxiv preprint astro-ph/0603562*.
- [Sanchez et al., 2012] Sanchez, S., Rosales-Ortega, F., Marino, R., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J., Kenicutt, R., Diaz, A., Mast, D., Monreal-Ibero, A., García-Benito, R., et al. (2012). Integral field spectroscopy of a sample of nearby galaxies. ii. properties of the hii regions. *A&A*.
- [Sánchez, 2004] Sánchez, S. F. (2004). E3D, the Euro3D visualization tool I: Description of the program and its capabilities. *Astronomische Nachrichten*, 325, 167–170.
- [Sánchez, 2006] Sánchez, S. F. (2006). Techniques for reducing fiber-fed and integral-field spectroscopy data: An implementation on R3D. *Astronomische Nachrichten*, 327, 850.

- [Sánchez-Blázquez et al., 2006] Sánchez-Blázquez, P., Peletier, R., Jiménez-Vicente, J., Cardiel, N., Cenarro, A., Falcón-Barroso, J., Gorgas, J., Selam, S., & Vazdekis, A. (2006). Medium-resolution isaac newton telescope library of empirical spectra. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 371(2), 703–718.
- [Sarzi et al., 2006] Sarzi, M., Falcón-Barroso, J., Davies, R., Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M., Tim de Zeeuw, P., Emsellem, E., Fathi, K., Krajnović, D., et al. (2006). The sauron project—v. integral-field emission-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 366(4), 1151–1200.
- [Schlegel et al., 1998] Schlegel, D., Finkbeiner, D., & Davis, M. (1998). Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. *The Astrophysical Journal*, 500, 525.
- [Steidel et al., 1996] Steidel, C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M., & Adelberger, K. (1996). Spectroscopic confirmation of a population of normal star-forming galaxies at redshifts $z \gtrsim 3$. *The Astrophysical Journal Letters*, 462, L17.
- [Vazdekis et al., 2010] Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Cenarro, A., Beasley, M., Cardiel, N., Gorgas, J., & Peletier, R. (2010). Evolutionary stellar population synthesis with miles—i. the base models and a new line index system. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 404(4), 1639–1671.
- [Vergani et al., 2007] Vergani, D., Scodeggio, M., Pozzetti, L., Iovino, A., Franzetti, P., Garilli, B., Zamorani, G., Maccagni, D., Lamareille, F., Fevre, O., et al. (2007). The vimos vlt deep survey: Tracing the galaxy stellar mass assembly history over the last 8gyr. *Arriv preprint arXiv:0705.3018*.
- [Werk et al., 2004] Werk, J., Jangren, A., & Salzer, J. (2004). Luminous compact blue galaxies in the local universe. *The Astrophysical Journal*, 617, 1004.
- [Zamorano et al., 1994] Zamorano, J., Rego, M., Gallego, J., Vitores, A., Gonzalez-Riestra, R., & Rodriguez-Caderot, G. (1994). Survey of emission-line galaxies: Universidad complutense de madrid list. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 95, 387–399.